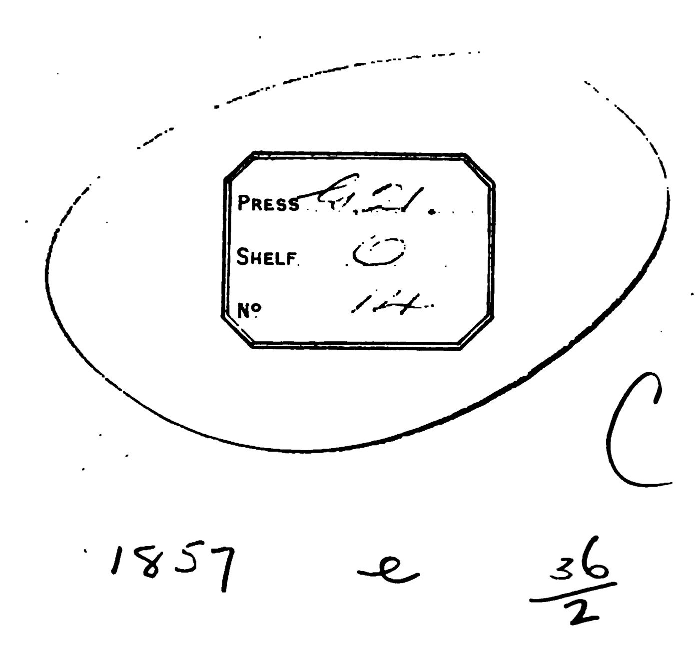
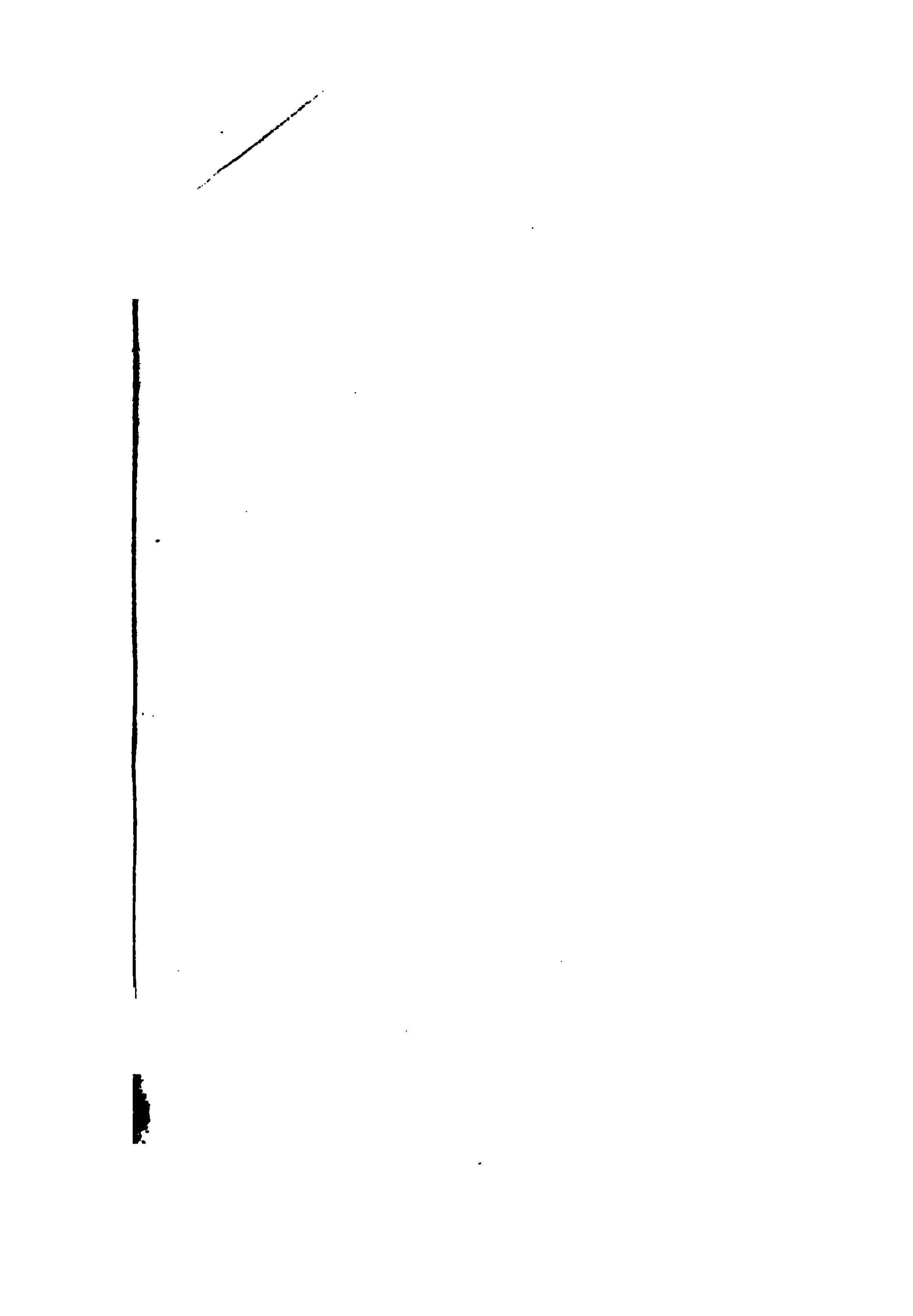



600048749


PRESS
SHELF
No



DIE

SPECTRALANALYSE

IN IHRER

ANWENDUNG AUF DIE STOFFE DER ERDE

UND DIE

NATUR DER HIMMELSKÖRPER.

GEMEINFASSLICH DARGESTELLT

VON

DR. H. SCHELLEN,

DIRECTOR DES REALGYMNASIUMS ZU KÖLN A. D, RITTER DES ADLERS DES KÖNIGLICHEN HAUSORDENS VON HOHENZOLLERN, DES ROTHEN ADLERORDENS III. KLASSE MIT DER SCHLEIFE, DES RUSSISCHEN ST. ANNEN-ORDENS III. KLASSE, DES ÖSTERREICHISCHEN FRANZ-JOSEPHS-ORDENS UND DES ORDENS DER ITALIENISCHEN KRONE, MITGLIED MEHRERER GELEHRTER GESELLSCHAFTEN.

DRITTE

DURCHAUS UMGEARBEITETE UND SEHR VERMEHRTE AUFLAGE.

ZWEI BÄNDE UND ATLAS.

MIT 362 FIGUREN IN HOLZSCHNITT UND 8 FARBIGEN TAFELN IM TEXT, 2 LITHOGRAPHIEN, 1 PHOTOGRAPHIE, 1 FARBIGEN UND 12 KUPFERDRUCKTAFELN IM ATLAS.

BRAUNSCHWEIG.

DRUCK UND VERLAG VON GEORGE WESTERMANN.

1883.

DIE SPECTRALANALYSE

IN IHRER

ANWENDUNG AUF DIE STOFFE DER ERDE

UND DIE

NATUR DER HIMMELSKÖRPER.

GEMEINFASSLICH DARGESTELLT

VON

DR. H. SCHELLEN.

DRITTE

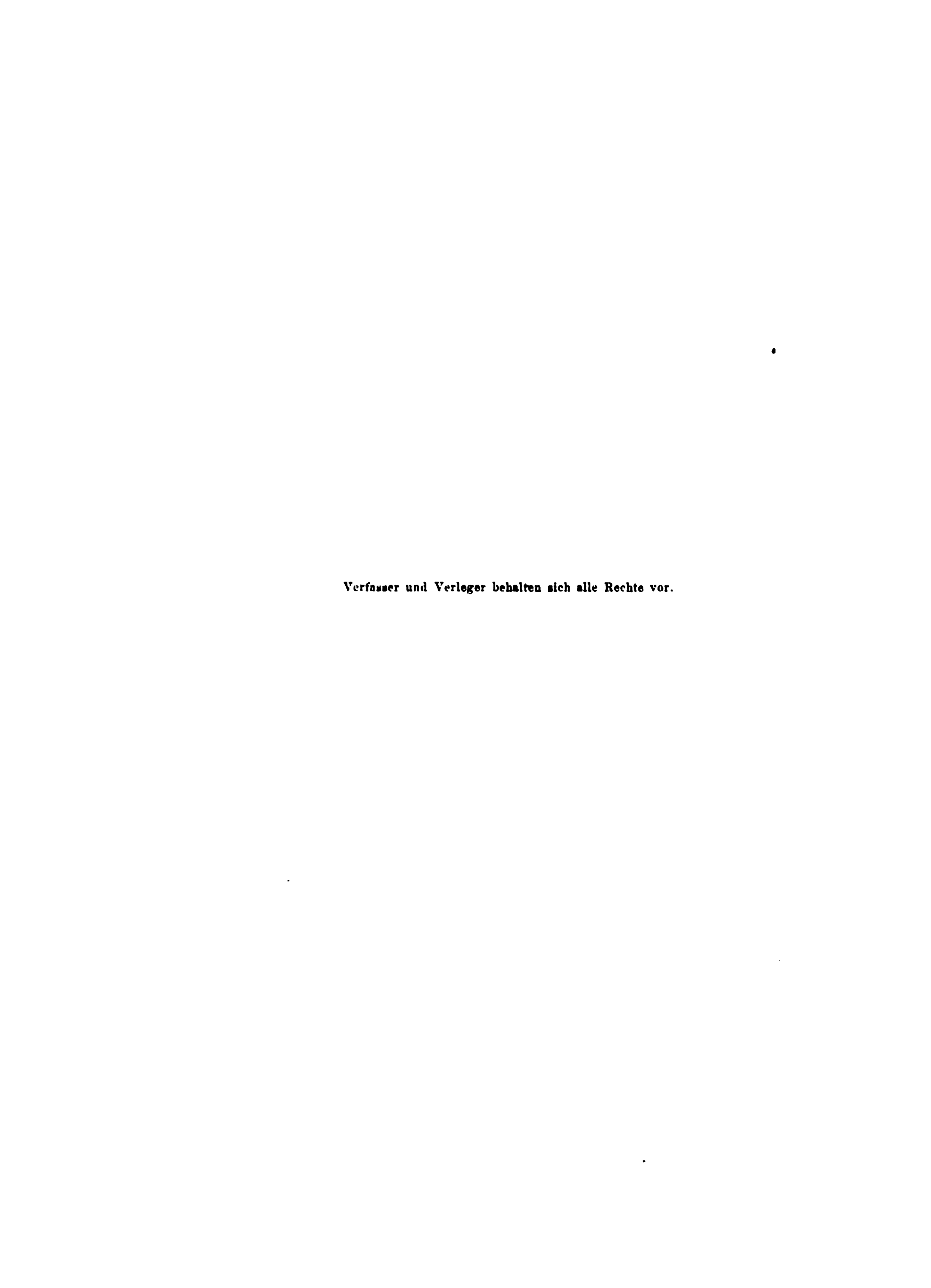
DURCHAUS UMGEARBEITETE UND SEHR VERMEHRTE AUFLAGE.

--

II. BAND.

MIT 186 FIGUREN UND 8 FARBIGEN TAFELN IM TEXT.

BRAUNSCHWEIG.
DRUCK UND VERLAG VON GEORGE WESTERMANN.
1883.



Inhaltsverzeichniss.

Erste Abtheilung.

Die Spectralanalyse in ihrer Anwendung auf die Sonne.

Zweite Abtheilung.

Sternspectroskope und Anwendung der Spectralanalyse auf den Mond und die Planeten.

Dritte Abtheilung.

Anwendung der Spectralanalyse auf die Fixsterne.

Vierte Abtheilung.

Die Ergebnisse der spectroskopischen Untersuchung der Sternhaufen und Nebelflecke.

Fünfte Abtheilung.

Die Ergebnisse der spectroskopischen Untersuchung der Kometen und Sternschnuppen.

Sechste Abtheilung.

Die Ergebnisse der spectroskopischen Untersuchung des Zodiakallichts, des Nordlichts und des Blitzes.

Figurenverzeichniss.

Erste Abtheilung.

Die Spectralanalyse in ihrer Anwendung auf die Sonne.

1. Coincidenz der dunklen Fraunhofer'schen Linien mit hellen Spectrallinien der irdischen Stoffe. — Die Kirchhoff'schen Tafeln.

Aus der bereits von FRAUNHOFER beobachteten Coincidenz der beiden von ihm mit *D* bezeichneten dunklen Linien des Sonnenspectrums mit den beiden hellen Linien, die von KIRCHHOFF und BUNSEN als die beiden Natriumlinien erkannt wurden, nahm Ersterer Veranlassung, diese Coincidenz nochmals auf die directeste Weise zu prüfen, indem er ein mässig helles Sonnenspectrum entwarf und dann vor den Spalt des Spectralapparates eine Natriumflamme stellte.

„Ich sah dabei," sagt KIRCHHOFF, „die dunklen Linien *D* in helle sich verwandeln. Die BUNSEN'sche Lampe zeigte die Natriumlinien auf dem Sonnenspectrum mit einer nicht erwarteten Helligkeit. Um zu finden, wie weit die Lichtstärke des Sonnenspectrums sich steigern liesse, ohne dass die Natriumlinien dem Auge verschwänden, liess ich den vollen Sonnenschein durch die Natriumflamme auf den Spalt fallen, und sah zu meiner Verwunderung die *dunklen* Linien *D* in ausserordentlicher Stärke hervortreten. Ich ersetzte das Licht der Sonne durch das DRUMMOND'sche Licht, dessen Spectrum, wie das Spectrum eines jeden

glühenden, festen oder flüssigen Körpers, keine dunklen Linien hat; wurde dieses Licht durch eine geeignete Kochsalzflamme geleitet, so zeigten sich in dem Spectrum dunkle Linien an den Orten der Natriumlinien. Dasselbe trat ein, wenn statt des glühenden Kalkcylinders ein Platinadraht benutzt wurde, der durch eine Flamme glühend gemacht und durch einen elektrischen Strom seinem Schmelzpunkte nahe gebracht war."

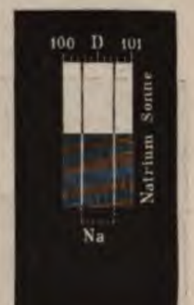
Es konnte nach diesen Beobachtungen für Kirchhoff keinem Zweifel mehr unterliegen, dass die dunklen Linien *D* im Sonnenspectrum ihre Entstehung dem Vorhandensein von Natriumdampf auf der Sonne verdankten, und dass sie auf diesem Himmelskörper durch *Umkehrung* (Absorption) in gleicher oder in ähnlicher Weise entstanden sein mussten, wie es die angestellten Versuche mit dem irdischen Natrium ergeben hatten.

Nachdem so das Vorhandensein des Natriums auf der Sonne mit grosser Wahrscheinlichkeit vermuthet werden konnte, begann Kirchhoff die mühevolle Arbeit, die Spectra der verschiedenen anderen irdischen Stoffe mit denen des Sonnenlichtes zu vergleichen und zu ermitteln, ob und welche Spectrallinien dieser Stoffe mit Fraunhofer'schen Linien coincidirten, d. h. eine gleiche Lage, Breite und Lichtstärke im Spectralapparate zeigten.

Die Methode, welche eine solche Vergleichung zweier Spectra in demselben Instrumente gestattet, haben wir bereits kennen gelernt. Kirchhoff liess das Sonnenlicht durch die *untere* Spalthälfte direct in den Spectralapparat und auf das erste grosse Prisma fallen, während das kleine Vergleichsprisma die *obere* Hälfte des Spaltes bedeckte und die Strahlen einer seitlich aufgestellten künstlichen Lichtquelle durch Reflexion so in das Instrument warf,

dass, während in der oberen Hälfte des Gesichtsfeldes im *(umkehrenden)* Beobachtungsfernrohr das Sonnenspectrum mit den FRAUNHOFER'schen Linien sich zeigte, in der unteren, im unmittelbaren Anschlusse an dieses, das Spectrum der künstlichen Lichtquelle zum Vorschein kam. Auf diese Weise liess sich die Lage der hellen Linien dieses letzteren Lichtes zu jenen dunklen Linien mit grosser Sicherheit vergleichen.

Fig. 1.



Coincidenz der Fraunhofer'schen *D*-Linien mit den Natriumlinien.

Als künstliche Lichtquellen dienten fast ausschliesslich die elektrischen Funken eines starken RUHMKORFF'schen Inductors, und als Spitzen, zwischen denen die Funken entstanden, nahm KIRCHHOFF Drähte von solchen Metallen, die er in der Hitze der Funken zu verflüchtigen und deren Spectrum er zu erzeugen beabsichtigte.

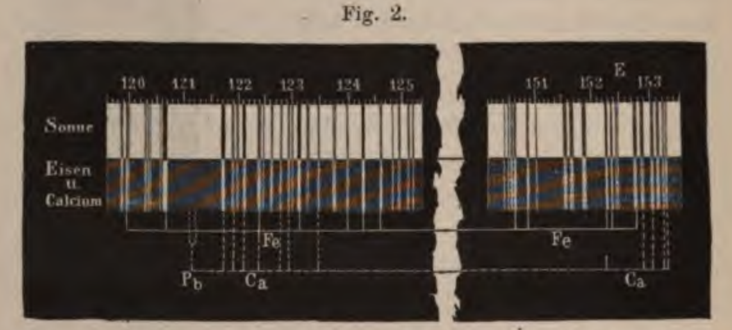
Durch den Vergleich dieser letzteren Spectra mit den dunklen Linien des Sonnenspectrums kam KIRCHHOFF zu dem überraschenden Resultate, dass für mehrere Metalle die hellen Linien des Spectrums mit eben so vielen Linien des Sonnenspectrums vollständig coincidiren.

Die *Fig. 1* zeigt dieses Zusammenfallen für die beiden Natriumlinien *D;* der obere Theil ist das zwischen 100 und 101 mm der KIRCHHOFF'schen Scala liegende orangefarbene Stück des Sonnenspectrums mit den beiden dunklen *D*-Linien; der untere Theil zeigt die hellen Linien des in dem elektrischen Funken oder in einer Lampe glühenden Natriumlichtes, und beide Linienpaare haben so genau dieselbe Lage, dass die einen die geradlinige Fortsetzung der andern bilden. Zwischen den beiden dunklen Linien

erscheint in sehr guten Spectralapparaten noch eine feine Linie, welche einer hellen Linie des Nickels entspricht.

In der *Fig. 2* sind die beiden Stücke des Spectrums dargestellt, welche nach der Kirchhoff'schen Scala zwischen 120 und 125 (im Gelb) und zwischen 150 und 154 (im Grün) liegen. Die unteren dreizehn hellen Linien, deren Verlängerungen mit *Fe* (Ferrum = Eisen) bezeichnet sind, sind Linien des *Eisenspectrums;* sie fallen mit eben so vielen dunklen Linien des Sonnenspectrums scharf zusam-

Fig. 2.



Coincidenz der Fraunhofer'schen Linien mit den Linien des Eisens und des Calciums.

men. Die übrigen zwölf unteren, in der Verlängerung punktirten hellen Linien sind Linien des *Calciumspectrums*, und auch sie entsprechen der Lage und Breite nach eben so vielen dunklen Linien des Sonnenspectrums. Zwischen diesen dunklen Linien liegen in der Kirchhoff'schen Zeichnung noch mehrere andere, die zum Theil mit den hellen Linien anderer irdischer Stoffe coincidiren, zum Theil aber auch in anderen Absorptionswirkungen ihren Grund haben.

Die beiden Tafeln 3 und 4 des Atlas enthalten sämmtliche von Kirchhoff im Sonnenspectrum gemessene dunkle Linien

und darunter die ebenfalls schwarz gezeichneten Spectrallinien derjenigen irdischen Stoffe, welche er mit den Linien des Sonnenspectrums auf die angegebene Weise verglichen hat. Diese Stoffe sind mit ihren chemischen Zeichen bezeichnet; es ist Fe = Ferrum (Eisen), Ca = Calcium, Pb = Plumbum (Blei), Hg = Hydrargyrum (Quecksilber), Na = Natrium, Ba = Barium, Mg = Magnesium, Au = Aurum (Gold), H = Hydrogenium (Wasserstoffgas) u. s. w. Die horizontalen Linien, welche die unteren Enden der verticalen Spectrallinien gruppenweise verbinden, haben die Bedeutung einer Klammer und bezeichnen, dass alle durch eine solche Querlinie verbundenen Spectrallinien zu einem und demselben Stoffe gehören, dessen chemisches Zeichen unterhalb dieser Linie steht.

Schon auf dem von Kirchhoff selbst veröffentlichten

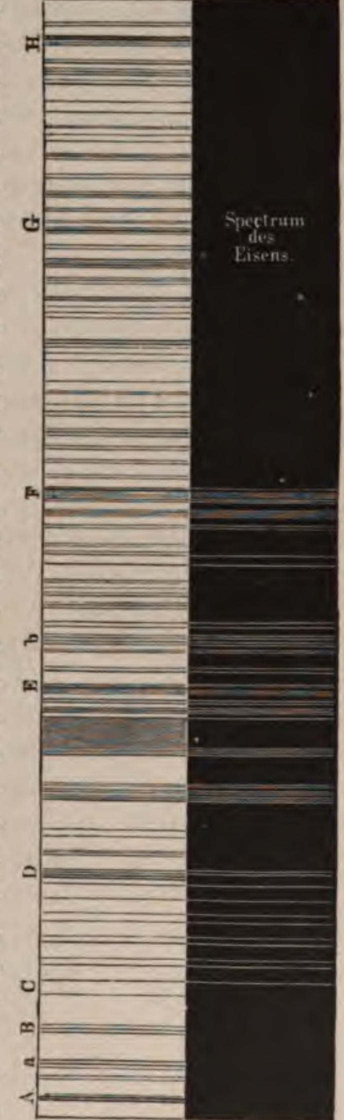


Fig. 3. Coincidenz des Eisenspectrums mit 65 Fraunhofer'schen Linien.

Theile des Spectrums kommen einige 60 helle Eisenlinien vor, welche *sämmtlich* mit dunklen FRAUNHOFER'scen Linien zusammenfallen; die Fortsetzung von HOFMANN enthält deren noch dreizehn meist sehr ausgezeichnete, und ANGSTRÖM und THALÉN, die das Eisen im elektrischen Flammenbogen verdampften, fanden eine Coincidenz von mehr als 460 hellen Eisenlinien mit eben so vielen dunklen FRAUNHOFER'schen.

Das genaue Zusammenfallen so vieler heller Linien eines und desselben Stoffes mit eben so vielen dunklen des Sonnenspectrums schliesst jeden Gedanken, dass dasselbe ein Spiel des Zufalls sein könne, aus. Ein Blick auf die *Fig. 3*, in welcher mehr als 60 von KIRCHHOFF untersuchte Eisenlinien ihre Coincidenz mit eben so vielen dunklen Linien in allen Theilen des Spectrums von C bis F zeigen, gewährt die Ueberzeugung, dass diese dunklen Linien nur der absorbirenden Wirkung der in der Sonnenatmosphäre vorhandenen Eisendämpfe zugeschrieben werden können. Die Wahrscheinlichkeit, dass ein solches Zusammenfallen von 60 Linien Zufall sei, verhält sich zu der Annahme, dass diese Linien wirklich das Vorhandensein von Eisen in der Sonnenatmosphäre bekunden, nach den Gesetzen der Wahrscheinlichkeitsrechnung wie 1 zu 2^{60} oder wie 1 zu 1152930000000000000. Durch KIRCHHOFF's eigene Untersuchungen wurde über das Vorkommen der folgenden Elemente auf der Sonne Aufschluss geliefert:

vorhanden		zweifelhaft	nicht vorhanden	
Natrium	Nickel	Kobalt.	Gold	Blei
Eisen	Barium		Silber	Antimon
Calcium	Kupfer		Quecksilber	Arsen
Magnesium	Zink.		Aluminium	Strontium
			Cadmium	Lithium
			Zinn	Silicium.

THALÉN fügte diesen Elementen noch Mangan, Titan und Wasserstoff hinzu, ebenso entschied er definitiv für das Vorhandensein von Kobalt. Mittels der ihm eigenthümlichen photographischen Methode hat später LOCKYER die Spectra der meisten metallischen Elemente direct mit dem Sonnenspectrum verglichen. Als Ergebniss dieser genauen und mühevollen Arbeit veröffentlichte er 1877 die nachfolgenden Tabellen. In derselben sind nur die längsten Linien der photographischen Region der Spectra als beweisend aufgeführt. Die mit ihren Anfangsbuchstaben bezeichneten Beobachter, auf deren Autorität hin die Uebereinstimmung der Linien gegeben ist, sind folgende: S = STOCKES, K = KIRCHHOFF, A = ANGSTRÖM, T = THALÉN, L = LOCKYER.

Elemente, die in der umkehrenden Schicht der Sonnenatmosphäre als sicher vorhanden nachgewiesen sind.

Name des Elementes	Linien	Beobachter
Natrium	Umkehrung der D-Linien.	S. K.
Eisen	Umkehrung von 450 Linien.	K.
Calcium	Umkehrung von 75 Linien.	K.
Magnesium	Umkehrung von 4 (3 ?) Linien.	K.
Chrom	Umkehrung von 18 Linien.	K.
Nickel	Umkehrung von 33 Linien.	K.
Barium	Umkehrung von 11 (unter 26) Linien.	K.
Zink	Umkehrung von 2 ? (unter 27) Linien.	K.
Kobalt	Umkehrung von 19 Linien.	T.
Wasserstoff	Umkehrung aller 4 Linien.	A.
Mangan	Umkehrung von 57 Linien.'	A.
Titanium	Umkehrung von 118 Linien.	T.
Aluminium	Umkehrung der 2 längsten Linien 3943,30 und 3960,50.	L.
Strontium	Umkehrung von 4 Linien, 4029,6, 4076,77, 4215,00, 4607,5.	L.

Name des Elementes	Linien	Beobachter
Sr.	Umkehrung von 3 Linien, 4019,28, 4066,8, 4061,25.	L.
Cadmium	Umkehrung von 2 Linien, 4677,0 und 4799,90.	L.
Cerium	Umkehrung von 2 Linien, 3928,7, 4012,0.	L.
Uranium	Umkehrung von 3 Linien, 3931,0, 3943,0, 3965,8.	L.
Kalium	Umkehrung von 2 Linien, 4042,75, 4046,28 (die einzigen *K*-Linien in diesem Theil des Spectrums).	L.
Vanadium	Umkehrung von 4 Linien, 4379,0, 4384,0, 4389,0, 4407,5.	L.
Palladium	Umkehrung von 5 Linien, 3893,0, 3958,0, 4787,0, 4817,0, 4874,0.	L.
Molybdän	Umkehrung von 4 Linien, 3902,0, 4576,0, 4706,0, 4730,0.	L.

Elemente, die in der umkehrenden Schicht der Sonnenatmosphäre wahrscheinlich vorhanden sind.

Name des Elementes	Linien	Beobachter
Indium	Die Linie bei 4101,0 fällt mit *h* zusammen, die man bisher für eine Wasserstofflinie hielt. Die Umkehrung einer zweiten Linie bei 4509,0 ist zweifelhaft.	L.
Lithium	Eine Linie bei 4603,0 umgekehrt, aber die Umkehrung der langen Linie bei 6705 noch nicht beobachtet.	L.
Rubidium	Die Linie bei 4202,0 ist umgekehrt, aber keine Sonnenlinien beobachtet, die den langen Linien bei 6205 und 6296 entsprechen.	L.
Caesium	Zwei Linien bei 4554,9 und 4592 sind wahrscheinlich umgekehrt.	L.

Name des Elementes	Linien	Beobachter
Wismuth	Eine Linie bei 4722,0 ist umgekehrt.	L.
Zinn	Eine Linie bei 4524 ist umgekehrt.	L.
Silber	Zwei im Metallspectrum umgekehrte Linien bei 4018,0 und 4212,0 sind sehr breit. Ich habe noch keine Zeit gehabt, zu entscheiden, ob sie mit Sonnenlinien zusammenfallen oder nicht. Die Breite der Linien muss zu diesem Zweck durch Legirung des Silbers mit Kupfer vermindert werden.	L.
Beryllium	Eine Linie bei 3904,77 ist umgekehrt.	L.
Lanthanium	Drei verschwommene Linien bei 3948,20, 3988,0 und 3995,04 sind umgekehrt.	L.
Yttrium oder Erbium	Zwei Linien bei 3981,87 und 3949,55 sind umgekehrt.	L.

Elemente, die in der umkehrenden Schicht der Sonnenatmosphäre fehlen.

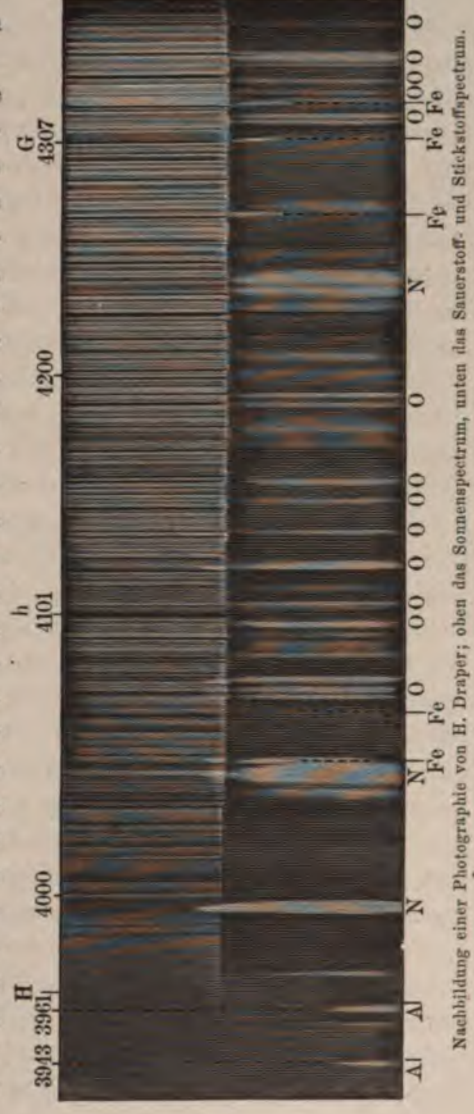
Name des Elementes	Linien	Beobachter
Kohlenstoff	Keine mit Kohlenstofflinien zusammenfallenden Sonnenlinien.	A.
Silicium	Keine Umkehrungen beobachtet.	K.
Thallium	Die lange grüne Linie bei 5349 ist nicht umgekehrt.	L.
Chlor, Brom, Jod	Kein Zusammenfallen von Sonnenlinien mit den hellen Linien des Funkenspectrums zu beobachten.	L.

Im Uebrigen ist einleuchtend, dass die Abwesenheit eines Metalls auf der Sonne erst dann mit völliger Sicherheit behauptet werden kann, wenn auch die ultravioletten Theile genau untersucht worden sind, denn es können

dort coincidirende Linien auftreten, während solche gleichwohl zwischen roth und violett fehlen.

Von den Metalloiden Sauerstoff, Stickstoff, Kohlenstoff und Schwefel findet sich bei der Spectralanalyse der Sonne nicht die geringste Spur. Im Jahre 1876 behauptete Henry Draper jedoch, dass es ihm auf photographischem Wege gelungen sei, Sauerstoff und wahrscheinlich auch Stickstoff in der Sonne zu erkennen. Sauerstoff zeige nämlich helle Linien oder Banden im Sonnenspectrum, gebe aber keinerlei dunkle Absorptionslinien. Zum Nachweise der Richtigkeit seiner Behauptung veröffentlichte Draper eine von jeder Retouche freie Photographie des Sonnenspectrums mit einem Vergleichsspectrum von Luft und einigen Eisen- und Aluminiumlinien. Diese Photographie ist in *Fig. 4* möglichst getreu nachgebildet. Der obere Theil zeigt das Sonnenspectrum, der untere das Spectrum des Sauerstoffs und Stickstoffs der Luft. Die Zahlen bezeichnen die Wellenlängen in milliontel Millimetern, *G h H* sind die betreffenden dunklen Linien am violetten Ende des Sonnenspectrums; von den untenstehenden Buchstaben bezeichnet *O* Sauerstoff, *N* Stickstoff, *Fe* Eisen, *Al* Aluminium. „Schon eine oberflächliche Betrachtung," bemerkt Draper als Erläuterung zu seiner Photographie, „zeigt, dass die Sauerstofflinien in der Sonne als helle Linien gefunden werden, während die Eisenlinien dunkle Repräsentanten haben. Die helle Eisenlinie bei 4307 Wellenlänge sieht man ganz deutlich übergehen in die dunkle Absorptionslinie des Sonnenspectrums. Gleichzeitig fällt die vierfache Sauerstofflinie zwischen 4345 und 4350 genau zusammen mit den hellen Gruppen des Sonnenspectrums darüber. Diese Sauerstoffgruppe allein ist fast hinreichend, um die Gegenwart von Sauerstoff in der Sonne zu beweisen, denn es hat nicht nur jeder der vier Com-

ponenten einen Repräsentanten im Sonnenspectrum, auch die relative Stärke und das allgemeine Aussehen der Linien ist in beiden Fällen ähnlich. Ich glaube, dass bei den Vergleichungen der Spectra der Elemente und der Sonne nicht genügendes Gewicht gelegt wurde auf das allgemeine Aussehen der Linien neben ihren blossen Lagen: in den photographischen Darstellungen ist dieser Punkt von grosser Bedeutung. Die feine Doppellinie bei 4319, 4317 ist in der Sonne vollkommen repräsentirt. Ferner ist eine merkwürdige Uebereinstimmung in der Doppellinie



Nachbildung einer Photographie von H. Draper; oben das Sonnenspectrum, unten das Sauerstoff- und Stickstoffspectrum.

bei 4190, 4184. Die Linie bei 4133 ist deutlich ausgesprochen. Die stärkste Sauerstofflinie ist die dreifache bei 4076, 4072, 4069, und auch hier sieht man eine schöne Uebereinstimmung, obwohl das Luftspectrum verhältnissmässig stärker erscheint als das der Sonne. Aber man darf nicht vergessen, dass das Sonnenspectrum gelitten hat von dem Durchgang durch die Atmosphäre und diese Wirkung zeigt sich am vollständigsten an der Absorption in den ultravioletten und violetten Theilen des Spectrums." Draper behauptet, die hellen Sauerstofflinien seien im Spectrum der Sonnenscheibe bis dahin nur deshalb nicht bemerkt worden, weil bei den Beobachtungen mit den Augen helle Linien auf einem etwas weniger hellen Hintergrunde nicht den Eindruck machten wie dunkle. Die Ausführungen Draper's haben im Ganzen nicht den Beifall der Spectroskopiker gefunden. Christie hat auf der Sternwarte zu Greenwich den Gegenstand besonders aufmerksam studirt. Das Spectroskop am dortigen grossen Refractor zeigt eine Menge feiner Linien, die in Angström's und Kirchhoff's Tafeln und in Draper's Photographien fehlen, dabei erscheinen die stärkeren Absorptionslinien verhältnissmässig schmal und scharf begrenzt. Eine Folge davon ist, dass ein Raum zwischen zwei dunklen Linien, der mit einem Spectroskop von geringerer Kraft wie eine helle Linie aussieht, dieses Aussehen völlig verliert und nur der Hintergrund des continuirlichen Spectrums zu sein scheint. In einer Zeichnung, welche das Spectrum an der weniger brechbaren Seite von *G* darstellt, werden vier solche Räume gesehen, gebildet von den starken Linien bei 4314,4, 4316,3, 4318,1 und 4320,2, die bei geringerem Zerstreuungsvermögen oder weniger vollkommener Deutlichkeit für helle Linien genommen werden

können; und in der That hat Chr. Draper die beiden inneren als eine doppelte Sauerstofflinie identificirt. Aber, wie man in Greenwich sah, ist jeder dieser Räume zehnmal so breit als die dunklen Linien und von vollkommen gleichmässiger Färbung, ohne eine Spur von Verschwommenheit an den Rändern. Es scheint nun schwierig, die Existenz heller Linien zu erklären, die von merklicher Breite und an den Rändern scharf begrenzt bleiben, wenn der Spalt des Spectroskops verengert wird. In gewöhnlichen Fällen, wo eine helle Linie eine grössere Breite hat als der Spalt, ist sie an den Rändern verschwommen, während die fraglichen Räume oder „hellen Linien“ vollkommen gleichmässig in der Farbe sind. Christie konnte ferner nicht den geringsten Unterschied in der Färbung in dem ganzen Theile von 4312 bis 4322 entdecken, unter Umständen, die in jedem dieser Räume zwei feine Absorptionslinien ergaben, von denen keine Spur auf den Photographien von Draper zu finden war. Die Spectroskopiker neigen, wie bemerkt, gegenwärtig meist zu der von Christie vertretenen Anschauung, doch ist die Sache noch nicht spruchreif und bedarf weiterer Untersuchungen. Dies ist um so mehr der Fall, als J. Chr. Draper durch photographische Aufnahme der dunklen Spectrallinien der Sonne und der hellen Streifen elektrisch glühender Gase, besonders des Sauerstoffs, zu dem Ergebnisse kommt, dass gewisse *dunkle* Linien im Sonnenspectrum nichts Anderes als Sauerstofflinien seien. Chr. Draper benutzt bei seinen Untersuchungen Gitterspectra. Zwischen den Wellenlängen von 3864,50 und 4704,65 hat er im Sonnenspectrum nicht weniger als 65 Linien gefunden, die nach seinen Messungen mit solchen des Sauerstoffs völlig genau oder fast völlig zusammenfallen.

2. Kirchhoff's Ansicht über die physische Beschaffenheit der Sonne.

Man hatte lange angenommen, dass die Lücken im farbigen Sonnenspectrum, die dunklen FRAUNHOFER'schen Linien, durch eine Absorption der ihnen entsprechenden farbigen Strahlen in der Sonnenatmosphäre entständen; aber Niemand wusste davon den Grund anzugeben. KIRCHHOFF fand die Ursache dieser Absorption; er wies nach, dass ein Dampf aus dem weissen Lichte genau dieselben Strahlen absorbirt, die er glühend selbst ausstrahlt, und dass das gesammte System der FRAUNHOFER'schen Linien zum grossen Theile aus der Ueberlagerung von umgekehrten Spectren solcher Stoffe besteht, die auch auf der Erde vorkommen. So gelangte dieser Gelehrte zu einer neuen Anschauung über die physische Beschaffenheit der Sonne, die mit der älteren, zur Erklärung der Sonnenflecke angenommenen Hypothese von WILSON und WILLIAM HERSCHEL im geraden Gegensatze stand.

Nach KIRCHHOFF besteht die Sonne aus einem *festen* oder *tropfbar flüssigen*, in der höchsten Glühhitze befindlichen Kerne, welcher, wie alle weissglühenden festen oder flüssigen Körper, alle möglichen Arten von Lichtstrahlen aussendet und daher für sich allein ein *continuirliches* Spectrum ohne dunkle Linien geben würde. Dieser weissglühende centrale Kern ist mit einer *Atmosphäre* von niedrigerer Temperatur umgeben, in welcher sich wegen der hohen Hitze des Kerns viele Stoffe, aus denen letzterer zusammengesetzt ist, in Form von Dämpfen befinden. Die von dem Kerne ausgehenden Lichtstrahlen müssen daher, bevor sie zu uns gelangen, durch diese Atmosphäre hindurchgehen, und jeder Dampf löscht aus dem weissen

Lichte alle Strahlen aus, welche er im glühenden Zustande selbst ausstrahlen kann. Nun aber finden wir, wenn wir das zu uns kommende Sonnenlicht durch ein Prisma analysiren, eine Menge von Strahlen aus diesem Lichte ausgelöscht, und zwar genau diejenigen, welche u. A. das Natrium, das Eisen, das Calcium, das Magnesium u. s. w. selbst ausstrahlen würden, wenn sie für sich allein leuchtend wären; folglich müssen die Dämpfe dieser Stoffe in der Sonnenatmosphäre und daher auf dem Sonnenkörper überhaupt vorhanden sein.

Könnten wir das weisse Licht des centralen Sonnenkerns auf irgend eine Weise beseitigen, und nur das Licht der in der Sonnenatmosphäre glühenden Dämpfe mit dem Spalte des Spectralapparates auffangen, so müssten wir die Uebereinanderlagerung der wirklichen Spectra der genannten Stoffe, d. h. dieselben Systeme von hellen farbigen Linien erhalten, die wir nun als dunkle FRAUNHOFER'sche Linien wahrnehmen. Es ist dieses ein Prüfstein für die KIRCHHOFF'sche Theorie, welcher sich bei dem Eintreten einer totalen Sonnenfinsterniss anwenden lässt. Die Mondscheibe verdeckt dann der Erde den Anblick der Sonnenscheibe vollständig; das Licht des *Sonnenkörpers* kann nicht mehr zu uns gelangen, wohl aber das der *Sonnenatmosphäre* und der darin glühenden Dämpfe.

Die KIRCHHOFF'schen Anschauungen haben sich im Princip in den Beobachtungen der totalen Sonnenfinsternisse vollkommen bestätigt. So sah YOUNG bei der totalen Sonnenfinsterniss vom 22. December 1870, als die dunkle Mondscheibe eben die ganze Photosphäre der Sonne bedeckte, dass alle dunklen FRAUNHOFER'schen Linien sich in helle umwandelten und das ganze Gesichtsfeld seines Instrumentes mit glänzenden Linien erfüllt war. Die Finster-

niss vom 12. December 1871, welche MACLEAR und PRINGLE zu Bekul in Indien beobachteten, lieferte dasselbe Ergebniss. Als die Totalität herannahte, vermehrten sich die hellen Linien an Zahl und Glanz äusserst schnell, bis es für einen Augenblick schien, dass alle dunklen Linien des Spectrums in helle umgewandelt waren. Von da ab nahm der Glanz der Linien ab und zwar so rasch, dass es nicht möglich war, die Reihenfolge, in welcher eine nach der anderen verschwand, genauer zu verfolgen. Die Wasserstofflinien sowie die Linien D, b und einige dazwischen liegende blieben noch lange sichtbar; als diese endlich auch verschwunden waren, erschien das ganze Sehfeld dunkel. Beim Wiedererscheinen der Sonne sah PRINGLE ebenfalls eine grosse Anzahl von hellen Linien in einem continuirlichen Spectrum aufblitzen, das einen Augenblick vor dem Erscheinen des Sonnenrandes sichtbar wurde. Etwas Aehnliches sah RESPIGHI. Die totale Sonnenfinsterniss vom 16. April 1874, welche STONE beobachtete, zeigte ebenfalls unmittelbar vor und nach der Totalität eine Umkehr aller dunklen Linien, und das Gleiche ergab die totale Sonnenfinsterniss am 29. Juli 1878. Die Dicke der umkehrenden Schicht ergiebt sich aus diesen Beobachtungen nur als relativ sehr gering, sie mag nach einer Schätzung von PULSIVER 500 engl. Meilen nur wenig übersteigen. Durch äusserst feine Untersuchungen hatte übrigens schon 1869 SECCHI das Vorhandensein der umkehrenden Schicht direct nachgewiesen. Er hatte mit dem neunzolligen Aequatorial behufs Vergrösserung des directen, im Brennpunkte des Objectivs entstehenden Sonnenbildes ein vorzügliches Objectiv eines AMICI'schen Mikroskops verbunden, ferner war das aus drei Prismen von grosser Dispersion bestehende Spectroskop noch durch ein geradsichtiges Prismensystem

verstärkt worden. Nachdem der Spalt tangential zum Sonnenrande gestellt war, wurde die Bewegung des Uhrwerks so regulirt, dass die Sonnenscheibe sich langsam dem Gesichtsfelde des Fernrohrs nähern konnte. Es haben sich bei dieser Beobachtung folgende Resultate ergeben: 1) In einer geringen Entfernung vom Sonnenrande ist das Licht der äusseren Umgebung so intensiv, dass sein Spectrum selbst die feinsten, dunkelsten Linien des Sonnenspectrums zeigt; 2) in einer noch geringeren Entfernung vom Sonnenrande sieht man die hellen Linien der Protuberanzen und der Chromosphäre auftreten; 3) bei noch grösserer Annäherung an den Rand werden diese hellen Linien schwächer und es tritt ein Moment ein, wo alle dunklen Linien mit Ausnahme der stärksten, wie *D* und *b*, verschwinden; 4) diese letztere Schicht, die also ein continuirliches Spectrum giebt, ist sehr dünn, denn sehr bald nach dem Auftreten des continuirlichen Spectrums erscheint sogleich das volle Sonnenspectrum mit allen seinen dunklen Linien und kündigt damit den Eintritt des eigentlichen Sonnenrandes oder der Photosphäre in den Spectroskopspalt an. Die unter 3) beschriebene Erscheinung deutet eben auf die umkehrende Schicht, und nur ihrer geringen Dicke ist es zuzuschreiben, dass bei den Finsternissen von 1868 und 1869 die Umkehr aller Linien nicht bemerkt wurde. Auch damals hat diese Umkehr natürlich zur Zeit der Totalität stattgefunden, sie ist aber nicht bemerkt worden, theils weil die Beobachter noch zu unerfahren auf diesem neuen Gebiete waren, theils weil die benutzten Spectroskope nicht besonders geeignet sein mochten. So ist also im Princip die Kirchhoff'sche Theorie durch die Beobachtungen glänzend bestätigt worden, nur mit der für das Wesen derselben unbedeutenden

Abweichung, dass die Umkehr der Linien nicht in einer ungemein ausgedehnten Sonnenatmosphäre, sondern in einer niedrigen Schicht, die der Photosphäre unmittelbar benachbart oder vielleicht selbst ein Theil derselben ist, vor sich geht.

3. Die atmosphärischen Linien im Sonnenspectrum nach Brewster und Gladstone.

Der Erste, welcher fand, dass nicht alle dunklen Linien im Sonnenspectrum unveränderlich sind, und dass ihre Veränderlichkeit an Zahl, Lage, Lichtstärke und Breite von den Veränderungen bedingt ist, welche in dem Zustande der Erdatmosphäre eintreten, war der bereits früher erwähnte italienische Physiker Zantedeschi. Im Jahre 1856 machte Crookes nachdrücklich darauf aufmerksam, dass die Erdatmosphäre einen grossen Theil der brechbarsten Strahlen zurückbehalte und dass aus diesem Grunde das violette Ende des Spectrums am ausgedehntesten erscheine, wenn die Sonne am höchsten stehe. Nach ihm haben Brewster und Gladstone, Piazzi Smyth, P. Secchi, ganz besonders aber der französische Physiker Janssen mit diesem Gegenstande sich beschäftigt, ohne dass diese Untersuchungen heute schon ihren Abschluss gefunden haben.

Gladstone fertigte zuerst Zeichnungen des Sonnenspectrums an, in welchen er die dunklen Linien, die in der Nähe des Horizontes auftreten, sorgfältig eintrug. Diese Zeichnungen wurden 1858 der „British Association“ vorgelegt. Damals liess jedoch Gladstone die Frage nach dem wahren Ursprunge dieser Linien unentschieden, bemerkte indessen, dass sie durch Beobachtung irdischer Lichtquellen in grosser Entfernung gelöst werden könne.

Er selbst beobachtete das Licht des Leuchtthurms von Beachy Head zwischen Brighton und Hastings, aus einer Entfernung von 27 engl. Meilen, doch konnte er neue Linien nicht wahrnehmen.

Später nahm GLADSTONE in Verbindung mit BREWSTER die Untersuchung des Gegenstandes wieder auf. Sie fanden, dass in dem Sonnenspectrum neue dunkle Linien und Streifen auftreten, wenn die Sonne dem Horizonte nahe steht, und dass gewisse dunkle Bänder sich gegen Abend und am Morgen stärker markiren als zur Mittagszeit, wo die Sonne hoch am Himmel steht. Da bei dem niedrigen Stande der Sonne am Horizont ihre Strahlen einen circa fünfzehnmal grösseren Weg durch die Erdatmosphäre zurücklegen müssen als zur Mittagszeit, so lag die Vermuthung nahe, dass die atmosphärische Luft, obwohl sie farblos ist, auf die Sonnenstrahlen absorbirend wirke und wie die Dämpfe in demselben Masse mehr Lichtstrahlen zurückhalte, je dicker und dichter die Schicht ist, welche das Sonnenlicht durchlaufen muss.

Das von BREWSTER und GLADSTONE im Jahre 1861 veröffentlichte $1^1/_2$ m lange Sonnenspectrum enthält mehr als 2000 sichtbare und leicht von einander zu unterscheidende dunkle Linien oder Bänder. Das violette Ende desselben erstreckt sich eben so weit wie bei FRAUNHOFER, dagegen dehnt es sich nach dem Roth hin bedeutend weiter aus. Die FRAUNHOFER'schen Linien haben ihre Bezeichnung A, a, B u. s. w. beibehalten, die zwischen diesen liegenden und deutlich von einander zu unterscheidenden Linien und Bänder aber bezeichneten diese Gelehrten mit Ziffern, deren Reihenfolge hinter A, hinter B, C u. s. w. (d. h. nach dem Violett hin) jedesmal mit 1 beginnt. So liegen zwischen A und a drei Streifen, die mit A_1, A_2,

A_3 bezeichnet sind; zwischen *a* und *B* liegen acht Linien oder Bänder, die mit B_1, B_2 ... B_8 bezeichnet sind. Zwischen *B* und *C* liegen sieben, zwischen *C* und *D* sechzehn, zwischen *D* und *E* neunundzwanzig, zwischen *E* und *b* zehn, zwischen *b* und *F* dreissig, zwischen *F* und *G* fünfzig, zwischen *G* und *H* dreiundfünfzig, zwischen *H* und *k* vier und zwischen *k* und *I* zehn Linien mit eben so vielen, jedesmal mit 1 beginnenden Zahlen. Ausser diesen hervorragenderen Linien finden sich noch sehr viele feinere eingetragen, welche nicht weiter bezeichnet sind. Diejenigen Linien und Bänder, welche vorzugsweise von den atmosphärischen Zuständen beeinflusst werden und daher je nach dem Stande der Sonne weniger oder mehr hervortreten, sind mit griechischen Buchstaben bezeichnet.

In *Fig. 5* sind nebst den FRAUNHOFER'schen Linien *A* . . . *H* die wichtigeren und leicht bemerkbaren veränderlichen Linien und Bänder nach einer verkleinerten Originalzeichnung von BREWSTER eingetragen und mit den entsprechenden griechischen Buchstaben bezeichnet; die Ziffern sind weggelassen; die Zeichnung ist also ein Spectrum der Sonne für den Fall, dass diese sich nahe am Horizonte befindet: sämmtliche mit griechischen Buchstaben bezeichnete Linien und Bänder verschwin-

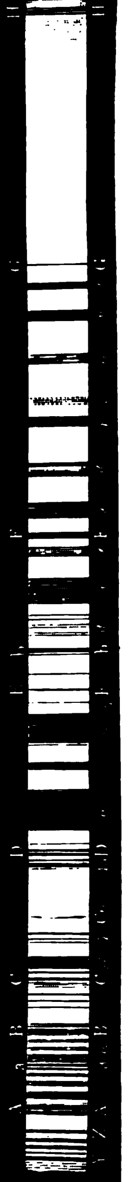


Fig. 5. Brewster-Gladstone's Sonnenspectrum mit den atmosphärischen Linien.

den aus dem Spectrum oder sie erblassen mehr oder weniger, wenn die Sonne zur Mittagszeit im Meridian steht. BREWSTER und GLADSTONE nannten diese Streifen *atmosphärische* Linien, um anzuzeigen, dass dieselben ihre Entstehung der absorbirenden Kraft der Erdatmosphäre verdankten; es gelang ihnen aber nicht, festzustellen, welchen Bestandtheilen der atmosphärischen Luft diese elective Absorption zugeschrieben werden müsse.

In dem wenigst brechbaren Theile des Spectrums werden bei Sonnenuntergang vor A zwei Bänder intensiv dunkel, zu beiden Seiten von einer feinen Linie Y, Z eingefasst. A wird stark erbreitert und behält diese Erbreiterung selbst dann noch, wenn die Sonne schon eine bedeutende Höhe erlangt hat. Beobachtet man A zu Mittag, so erscheint die Linie doppelt oder wie zwei dunkle Räume, getrennt durch einen engen hellen Raum; wenn aber die Sonne untergeht, so verschwindet dieser Lichtstreif und es erscheint die Linie als *ein* Band von gleichförmiger Ausdehnung und Dunkelheit. Die Gruppe a wird dann viel dunkler, aber die einzelnen Linien verfliessen nicht zu einem Bande. Die stärkste Absorption tritt ein dicht bei B. C und die meisten Linien zwischen C und C_6 werden dunkler und letztere Linie (im Orange) ist besonders bemerkenswerth, weil ihre Verdunkelung schon beginnt, wenn die Sonne noch ziemlich hoch steht. In England ist diese Linie im Winter zu jeder Tageszeit sichtbar, nicht aber im Sommer; beim Auf- und Niedergange der Sonne ist sie eine der dunkelsten und schärfsten Linien des ganzen Spectrums. C_{15} wächst am Abende zu einem schwarzen Bande an und ebenso ist dann die doppelte Linie D sehr stark entwickelt. Hinter D_2 beginnt ein Band, δ genannt, welches für alles prismatische Licht, das

eine dicke Luftschicht passirt hat, vorzugsweise charakteristisch ist. Selbst mit einem kleinen Spectroskop lässt es sich im diffusen Lichte eines trüben Tages zu jeder Stunde sehr leicht erkennen, besonders scharf und dunkel aber zeigt es sich zur Zeit eines dichten Regens oder eines Gewittersturmes; zur Zeit des Sonnenunterganges erlangt dieses Band beinahe eine totale Dunkelheit. Ihm folgen andere Bänder ε und ζ, sowie die Linie η. Letztere ist des Abends sehr deutlich und kann, da sie nahe bei E liegt, welche durch die Atmosphäre nicht verdunkelt wird, leicht mit E verwechselt werden. Jenseits b liegen noch manche bemerkenswerthe atmosphärische Bänder, namentlich ι und $\varkappa$. F scheint bei Sonnenuntergang nebelig zu werden und zwischen F und G erscheinen dann noch sieben Bänder λ bis ϱ. Letzterer Theil des Spectrums ist des Abends nur wenig bemerkbar und eine noch grössere Absorption tritt ein für die violetten Strahlen jenseits G.

Der westliche Himmel unmittelbar nach Sonnenuntergang gewährt für das Studium dieser dunklen atmosphärischen Erdlinien, besonders der Bänder δ und ζ im hellen Theile des Spectrums, die günstigste Gelegenheit. Ist der Himmel dann röthlich, so erscheinen C, C_6, D, δ in der Regel als vier sehr dunkle Bänder; ist er gelblich, so sind dieselben weniger bestimmt zu erkennen.

4. Die tellurischen Linien im Sonnenspectrum und das Spectrum des Wasserdampfes nach Janssen.

Die Arbeiten von Brewster und Gladstone wurden 1864 von dem französischen Physiker Janssen zu dem Zwecke wieder aufgenommen, um näher zu ermitteln,

welcher Bestandtheil der atmosphärischen Luft die elective Absorption des Sonnenspectrums verursache. Mit einem von ihm construirten, aus fünf Prismen zusammengesetzten Spectroskope gelang es ihm zunächst, die von den englischen Physikern beobachteten dunklen Bänder in feine Linien aufzulösen und festzustellen, dass ihre Lichtstärke beständig wechselt. Beim Aufgange und beim Untergange der Sonne sind sie am dunkelsten, zu Mittag erscheinen sie weniger intensiv, zu keiner Zeit eben verschwinden sie gänzlich aus dem Spectrum; aber dieser doppelte Charakter beweist schon ihren atmosphärischen Ursprung. Um jedoch das Letztere noch unzweideutiger nachzuweisen, beschloss Janssen, seine Beobachtungen des Sonnenspectrums auf einem hohen Berge anzustellen, auf welchem die untere und dichtere Schicht der Erdatmosphäre von der Mitwirkung der Absorption ausgeschlossen ist, folglich diese selbst sich in einem geringeren Grade zeigen muss als in der Ebene.

Janssen hielt sich zu diesem Zwecke im Jahre 1864 eine Woche lang auf dem Gipfel des Faulhorns in einer Höhe von dreitausend Meter über der Meeresfläche auf und überzeugte sich, dass die genannten veränderlichen dunklen Linien im Sonnenspectrum in der That viel schwächer waren als in der Ebene. Um aber über die absorbirende Ursache ganz ins Klare zu kommen, und namentlich um den Nachweis zu liefern, dass jene Linien wirklich nur von der Erdatmosphäre herrühren, schloss er das Sonnenlicht, welches, bevor es zu uns kommt, durch Millionen Meilen fremdartiger Medien dringen muss, von seinen Untersuchungen aus und operirte mit künstlichem Lichte.

Im October 1864 liess er zu Genf in der Entfernung von 21 km von seinem Beobachtungspunkte einen grossen

Haufen Tannenholz anzünden und beobachtete die Flamme mit dem Spectroskop. In der Nähe zeigte das Feuer ein ganz continuirliches Spectrum ohne dunkle Linien, dagegen traten in der genannten Entfernung dieselben dunklen Linien auf, welche BREWSTER in dem Spectrum der untergehenden Sonne beobachtet hatte.

Es handelte sich für JANSSEN jetzt noch darum, näher festzustellen, ob die wahrgenommene atmosphärische Absorption der Luft oder dem darin enthaltenen Wasserdampfe zuzuschreiben sei, eine Untersuchung, die mit ungewöhnlichen Schwierigkeiten verbunden war und erst zu Ende geführt werden konnte, als die Pariser Gasgesellschaft im Jahre 1866 ihm hierzu ihre reichen Mittel zur Disposition stellte.

Ein 37 m langer eiserner Cylinder wurde mittelst Durchtreibens von Wasserdampf unter einem Druck von 7 Atmosphären von seiner Luft befreit, mit Dampf angefüllt und an beiden Enden durch starke Spiegelglasplatten geschlossen. Der Cylinder war mit Sägemehl umgeben, um ihn gegen den Wärmeverlust zu schützen, und es waren auch sonst noch Einrichtungen getroffen, um das Condensiren des Dampfes zu verhindern und seine Durchsichtigkeit zu erhalten. An dem einen Ende des Cylinders war eine stark leuchtende Flamme (von sechzehn vereinigten Gasbrennern), an dem andern Ende das Spectroskop aufgestellt, so dass die Lichtstrahlen dieser Flamme eine 37 m dicke Schicht Wasserdampf durchlaufen mussten, bevor sie zu dem Spalte des Spectralapparates gelangen konnten. Das Spectrum des Lichtes in der Luft war vollkommen frei von Absorptionslinien; ging aber das Licht durch den mit Dampf gefüllten Cylinder, so traten sofort zwischen dem äussersten Roth und



Fig. 6. Janssen's Spectrum der Sonne im Meridian und im Horizont (Erdlinien).

der *D*-Linie Gruppen von dunklen Linien auf, welche denen der untergehenden Sonne ganz ähnlich waren. Es war damit nicht bloss der Beweis geliefert, dass ein grosser Theil der veränderten Linien im Sonnenspectrum dem Gehalte der Erdatmosphäre an *Wasserdampf* zuzuschreiben ist, sondern auch ein Mittel geboten, um die Gegenwart von Wasserdampf auf den Himmelskörpern zu erkennen.

In der *Fig. 6* ist das von Janssen gezeichnete Spectrum der Sonne, soweit es sich zwischen den Linien *C* und *D* erstreckt, abgebildet, und zwar in der oberen Hälfte, wenn die Sonne im Meridian steht, in der unteren, wenn sie sich nahe am Horizonte befindet. Diejenigen Linien, welche in beiden Hälften das gleiche Aussehen haben, gehören ausschliesslich der Sonne an, diejenigen dagegen, welche in der unteren Hälfte dunkler erscheinen als in der obern, sind *tellurische Linien*.

JANSSEN hat ferner nachgewiesen, dass fast alle tellurische Linien durch den *Wasserdampf* der Erdatmosphäre hervorgerufen werden, ebenso dass der Wasserdampf noch über das Roth hinaus in dem dem Auge nicht mehr sichtbaren Theile des Sonnenspectrums (im Wärmespectrum) absorbirend wirkt und daselbst Absorptionslinien erzeugt, endlich, dass im ganzen violetten Theile des Spectrums die Absorption eine mehr gleichförmige als elective ist. Das *Wasserdampfspectrum* ist hiernach die Gesammtheit der durch diesen Dampf hervorgerufenen Veränderungen des continuirlichen Spectrums; es ist ein Absorptionsspectrum, welches aus dem unteren Theile der *Fig. 6* nach Weglassung derjenigen Linien, welche mit den darüber befindlichen ganz gleiches Aussehen haben, für den Theil zwischen C und D leicht abzuleiten ist. Von den mit $C\beta$ und D bezeichneten Gruppen ist nachgewiesen, dass sie ihren Ursprung im Wasserdampf der Atmosphäre haben; von der mittleren Gruppe $C\gamma$ ist der *tellurische* Charakter ebenfalls von JANSSEN ausser Zweifel gesetzt, jedoch ist es unentschieden, ob sie ebenfalls von dem Wasserdampf herrühren.

JANSSEN hat seine Untersuchungen nicht bloss auf das Stück des Sonnenspectrums zwischen C und D beschränkt; in einer andern Karte erstrecken sich die beiden Spectra auf die Region, welche einerseits über die Linie B und anderseits über D hinausgeht; diese Karte umfasst die drei Gruppen, welche von BREWSTER *(Fig. 5)* mit α, β, γ und δ bezeichnet sind. Ausserdem aber hat derselbe seine Beobachtungen auf das Licht des Mondes und einiger Fixsterne ausgedehnt* und dabei untersucht, ob

* JANSSEN, Rapport sur une Mission en Italie. Paris, Imprimerie imperiale, 1868.

das Licht der letzteren, welches von dem der Sonne verschieden ist, dieselben Veränderungen bei dem Durchgange durch die Atmosphäre der Erde erleidet, wie das der Sonne.

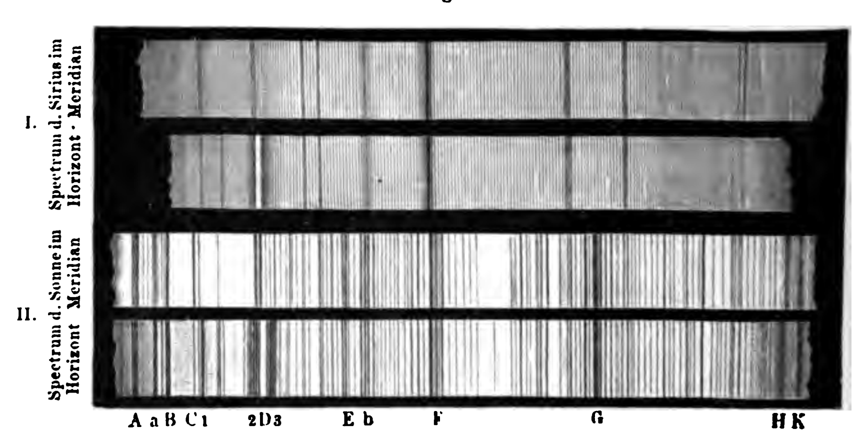
Zu diesem Zwecke verband JANSSEN ein kleines Spectroskop à vision directe mit einem grossen astronomischen Fernrohre in der Weise, wie wir es bei den Sternspectroskopen noch näher kennen lernen werden, und untersuchte damit das Spectrum des *Sirius*, wenn dieser anfing sich über den Horizont zu erheben. Das sehr helle Spectrum des Sterns zeigte mehrere dunkle Bänder, welche nach den vorgenommenen Messungen genau dieselbe Lage hatten, wie das Spectrum der Sonne bei ihrem Auf- oder Untergange. In dem Masse wie der Stern höher stieg, nahm die Intensität dieser tellurischen Bänder mehr und mehr ab, bis sie endlich ganz verschwanden, als der Stern durch den Meridian ging.

In *Fig.* 7 sind die Spectra der Sonne (II.) und des Sirius (I.) sowohl für ihren Stand im Meridian, wie im Horizonte genau so abgebildet, wie sie in dem kleinen Spectroskope erscheinen. Man erkennt darin die tellurischen Bänder sofort, wenn man die zusammengehörigen Spectra mit einander vergleicht; die mit 1, 2, 3 bezeichneten dunklen Bänder sind offenbar tellurische Absorptionsstreifen, welche die Sonne und der Sirius gemeinschaftlich haben, wenn sie nahe am Horizonte stehen.

Auch P. SECCHI in Rom hat sich mit den tellurischen Linien des Sonnenspectrums mehrere Jahre lang beschäftigt. Er sprach gleich anfangs seine Ansicht dahin aus, dass die Entstehung dieser, je nach dem Stande der Sonne, der Stellung des Beobachters und dem Feuchtigkeitsgehalte der Erdatmosphäre sehr veränderlichen dunklen Linien der absorbirenden Wirkung des in der Atmosphäre

enthaltenen *Wasserdampfes* zuzuschreiben sei. Der Einfluss des Wetters zeigte sich darin, dass bei hellem Wetter (Nordwind) einige dieser Linien nicht sichtbar waren, die bei trübem Wetter (Südwind) sehr deutlich auftraten. Es hat ferner dieser römische Astronom in einer 2000 m entfernten Flamme, sowie in grossen Feuern, die auf Bergen angezündet wurden, bei Regenwetter sehr

Fig. 7.



deutlich die dunklen *Absorptionslinien* beobachtet und gemessen.

Endlich hat im Jahre 1864 ANGSTRÖM in Upsala sorgfältige Untersuchungen über die tellurischen Linien des Sonnenspectrums angestellt und die gemessenen Linien nach den Wellenlängen der entsprechenden absorbirten Farben in seine grossen Tafeln eingetragen. In *Fig. 8* sind dieselben übersichtlich zu einem kleineren Bilde vereinigt; die darin vorkommenden Linien und Bänder gehören sämmtlich, mit Ausnahme der FRAUNHOFER'schen Linien *C*, *D*, *E*, *b*, *F*, der Erdatmosphäre an. Nach ANGSTRÖM

haben die Erscheinungen der atmosphärischen Absorption in dem Masse, wie die Sonne sich dem Horizonte nähert, folgenden Verlauf.

Der violette Theil des Spectrums verschwindet zuerst bis *G*; die Absorption erstreckt sich dann immer weiter nach dem Roth hin und macht die bei *F* und *D* befindlichen Bänder immer dunkler. Zu gleicher Zeit werden die Linien *A*, *B* und *a*, welche in dem rothen Theil des Spectrums immer sichtbar sind, bedeutend intensiver, und die Linien des Wasserdampfes bis *C* und *D* nehmen fortwährend an Zahl zu. Zuletzt bleiben nur die zwischen *B* und *α*, zwischen *α* und *δ* befindlichen Theile, sowie der grössere Theil des Grüngelb in der Nähe und rechts von *δ* als helle Theile übrig, während die Strecke zwischen *B* und *δ* mehr oder weniger durch dunkle Bänder des Wasserdampfes verdunkelt wird. Der von der tellurischen Absorption am wenigsten berührte Theil liegt zwischen *D* und *δ*.

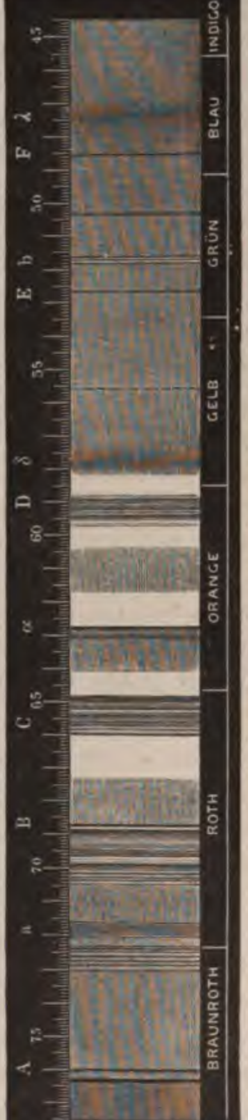


Fig. 8. Die tellurischen Linien des Sonnenspectrums nach Angström.

Wie Brewster weist auch Angström nach, dass sich fast

alle Veränderungen der Farbe, welche die Morgen- und Abendröthe zeigt, einfach durch die Erscheinungen der atmosphärischen Absorption erklären lassen und dass damit alle anderen Erklärungsversuche, die mitunter recht künstlich und complicirt sind, wegfallen.

Die Bänder A, B, α und δ verdanken nach ANGSTRÖM ihre Entstehung nicht dem Wasserdampfe der Atmosphäre, weil sie sehr beständig sind und durch die Veränderungen der Temperatur nicht merkbar beeinflusst werden. ANGSTRÖM vermuthete, dass diese Linien ihren Ursprung der Kohlensäure verdanken, als jedoch HUGGINS das Spectrum von kohlensäurefreier Luft mit demjenigen der gewöhnlichen Atmosphäre verglich, vermochte er keinen Unterschied wahrzunehmen. Ein Zusatz von Kohlensäure rief zwar einige neue Linien hervor, die indess mit jenen des Kohlenstoffs nicht übereinstimmten.

Bei der Ascension im Luftballon, welche SIVEL und CROCÉ-SPINELLI am 22. März 1874 unternahmen, machten dieselben die merkwürdige Wahrnehmung, dass das dunkle Band δ rechts von D in 5500 m Höhe nicht mehr zu sehen war, und dass das Band links von D in 7000 m Höhe verschwand. Diese Beobachtungen stehen aber bis jetzt noch zu vereinzelt da, um aus ihnen weitere Schlüsse ziehen zu können.

5. Die tellurischen Linien im Sonnenspectrum als Hülfsmittel der Wetterprognose.

Der Umstand, dass sich die atmosphärische Feuchtigkeit durch die tellurischen Linien des Spectrums erkennen lässt, und dass bei Zunahme des atmosphärischen Wasserdampfes diese Linien dunkler und breiter werden,

musste naturgemäss darauf leiten, umgekehrt aus der Intensität der Wasserdampflinien auf die in der Luft vorhandene Feuchtigkeit zu schliessen. Je grösser aber die Luftfeuchtigkeit, um so grösser ist bei sonst gleichen Verhältnissen die Neigung zu Niederschlägen, die eben nichts anderes als Condensationsproducte des atmosphärischen Wasserdampfes sind. Nun besitzt der Meteorologe zwar ein Instrument, welches die Luftfeuchtigkeit zu messen gestattet, das sogenannte Psychrometer; allein dasselbe ist äusserst unvollkommen und vermag vor allem auch nur über den Feuchtigkeitszustand in seiner unmittelbaren Umgebung Aufschluss zu ertheilen. Wie aber die Luftfeuchtigkeit in der Höhe beschaffen ist, besonders in jenen Regionen, wo Regen und Schnee sich gewöhnlich bilden, darüber kann das Psychrometer durchaus nichts aussagen. Ganz anders das Spectroskop; es verschafft Aufschluss über die Gesammtabsorption in der ganzen Linie vom Beobachter bis zur äussersten Grenze der Atmosphäre in der Richtung, welcher das Spectroskop gerade zugewendet wird. Der Erste, welcher (1874) das Spectroskop im Zusammenhange mit den Witterungsverhältnissen beobachtete, scheint Piazzi Smyth gewesen zu sein. „Es scheint," berichtet er, „dass das Spectroskop im Stande ist, meteorologisch verwerthbare Anzeigen zu liefern; denn während der ganzen Dauer düsterer und nasser Witterung in London zeigte mir ein Taschenspectroskop von jeder Seite des Himmels einen breiten dunklen Streifen auf der weniger brechbaren Seite der Linie *D* und theilweise an der Stelle derselben. Dieser Streifen war so intensiv, dass er die Haupterscheinung des ganzen Spectrums bildete, und obgleich derselbe seinem Ursprung nach tellurisch war, so unterschied er sich doch wesentlich von den normalen

tellurischen Wirkungen, die man bei Sonnenuntergang bei gewöhnlichem Wetter wahrnimmt. Ich besorgte, dass dieser dunkle Spectralstreifen einen künstlichen Ursprung haben möge, z. B. eine Absorption durch den Londoner Rauch; als ich aber nordwärts reiste, machte ich die Wahrnehmung, dass in dem Masse, als wir uns von London entfernten, der dunkle Spectralstreifen abnahm, während, als wir York erreichten, dort schöne Witterung herrschte. Der Erdboden daselbst war trocken, der Wasserstand der Flüsse niedrig und das Himmelsspectrum zeigte nicht nur keine dunklen Streifen, sondern die *D*-Linie war ausnehmend schön und scharf zu sehen, wie der denkbar dünnste Spinnfaden in dem beleuchteten Gesichtsfelde eines Fernrohrs. Der Morgen des 17. Juli zu Edinburgh war prachtvoll, mit einem reinen, blauen Himmel, durchsichtiger Luft, sehr angenehmer Temperatur und schwachem Nordostwinde. Die einzigen Wolken waren einige wenige glänzende und malerische Streifen längs des nördlichen Horizontes, die den lieblichen Wellenlinien der schottischen Hügel den Schein von schneebedeckten Alpengipfeln verliehen. Diese glänzenden Wolkenformen erschienen einfach als ein künstlerischer Zug in dem allgemeinen Landschaftsbilde; als ich aber in das Spectroskop hineinblickte, konnte ich nur fragen, was soll dies bedeuten? Ich hatte nur ein kleines Taschenspectroskop bei mir, ohne Scala und mit geringem Zerstreuungsvermögen; aber es erschien darin die *D*-Linie siebenmal so breit als gewöhnlich und auf der Seite der weniger brechbaren Strahlen von dem Londoner räucherigen Streifen begleitet. Bezüglich der total anormalen Verstärkung der *D*-Linie (oder besser der Anhäufung einiger besonderer tellurischer Linien so nahe an *D*, dass dieselben in einem so kleinen Spectroskope

nicht getrennt werden konnten) in dem von den Wolken reflectirten Lichte konnte nicht der leiseste Zweifel bestehen; denn sobald das Spectroskop auf irgend eine höhere Stelle als die Wolken gerichtet wurde, so nahm man wenig oder nichts Aehnliches wahr; nur die gewöhnlichen FRAUNHOFER'schen Linien waren schön und scharf zu sehen, wie in der Regel bei schöner Witterung. Die Erscheinung war ausserdem, sowohl was den Ort als die Vertheilung im Spectrum anbelangt, sehr verschieden von jener für einen tiefen Sonnenstand charakteristischen; die Sonne stand zu dieser Zeit noch nicht tief, keine Färbungen wie bei einem Sonnenuntergang hatten noch begonnen, die Wolken, von denen die schwarzgefärbte Verstärkung der *D*-Linie herrührte, waren fast ganz weiss und es war erst zwei Uhr an einem schönen heitern Julinachmittage. Ich fertigte mehrere vergleichende Zeichnungen des von niederen weissen Wolken gelieferten Spectrums und jenem von der Himmelsgegend in der Nähe des Poles an, und wartete dann, was sich ereignen würde.

Der Erfolg war nun dieser: Um 10 Uhr Abends dieses sehr schönen Tages und ohne dass ein merkliches Fallen des früher hohen Barometerstandes eingetreten wäre, umwölkte sich der Himmel gänzlich. Um 11 Uhr Abends begann der Regen. Um 1 Uhr 30 Min. Morgens regnete es noch immer und wie ich glaube, dauerte der Regen die ganze Nacht hindurch fort. Am Morgen des nächsten Tages, eines Sonntags, regnete es noch immer und der Regen währte stärker oder schwächer den ganzen Tag über und die darauffolgende Nacht fort, während am 19. Juli (Montags) nach einem heftigen Gewitter Nebel und heftiger Regen begann und den Tag über herrschend blieb. Alles dies bei einem Barometerstande, der in seiner

ganz heiterem Wetter entsprechenden Höhe und Stetigkeit fast gänzlich unbeeinflusst blieb, während das Spectroskop dagegen bedeutende Aenderungen zeigte, indem, die *E*-Linie ausgenommen, alle anderen Linien in den schwarzen Streifen verschwanden, die ihre Stelle nahezu einnahmen, und der zu London beobachtete Streifen auf der weniger brechbaren Seite von *D* an gerechnet, war die charakteristische Erscheinung des gesammten Spectrums."

Durch diese Ergebnisse aufmerksam gemacht, verfolgte Piazzi Smyth den Gegenstand weiter. Mehrere Monate lang bestimmte er mittels des Psychrometers zur Zeit der spectroskopischen Beobachtung die Menge des in der Atmosphäre enthaltenen Wasserdampfes, und obgleich, wie schon bemerkt, auf diesem Wege der Dampfgehalt der oberen Theile der Atmosphäre nicht erhalten werden kann, so fand sich doch eine leidliche Uebereinstimmung zwischen Spectroskop und Psychrometer. Die Wasserdampflinien nahmen unter sonst gleichen Umständen entsprechend der Menge von atmosphärischer Feuchtigkeit an Dunkelheit zu. Es ist selbstredend, dass man bei spectroskopischer Betrachtung des Himmels und bei Vergleichung des Aussehens der tellurischen Linien möglichst stets das Spectroskop in gleiche Winkelhöhe gegen den Horizont bringt, am besten beobachtet man einen Punkt, der nur wenig hoch über dem Horizont liegt. Unter diesen Verhältnissen ergiebt sich nach Piazzi Smyth folgendes: Erstens bei Frostwetter, wo die Feuchtigkeit der Luft ihr Minimum erreicht, welches die normale Erscheinung der Trockengas-Linien und Bänder ist, denn diese allein sind dann sichtbar. Dieselben sind hauptsächlich: *B*, *a* zwischen *C* und *D* und ein sehr auffallendes Band auf der grünen Seite von *D*. Dieses Band ist nicht allein dadurch beachtenswerth, dass

es als schwarzer Schatten im hellsten Theile des Spectrums auftritt, sondern auch dass es gerade bei niedriger Höhe sehr entwickelt ist, und daher nennt es SMYTH „low-sun band". Zweitens im Sommer, wenn die Temperatur hoch und die Luftfeuchtigkeit bedeutend ist, zeigt die spectroskopische Beobachtung zugleich mit allen den obengenannten Trockengaslinien nicht nur eine starke Wasserdampflinie unmittelbar auf *C* folgend, sondern eine bei weitem stärkere, eine zweifache Linie oder vielmehr zwei Bänder von Linien gerade vor *D*. Und diese Gruppe der Wasserdampflinien ist die einzige, welche die Meteorologen bei ihren Beobachtungen in der Praxis berücksichtigen müssen.

Wenn man nun Tag für Tag bei nahezu gleicher Temperatur beobachtet und sich an die gewöhnliche Erscheinung dieses dunklen Bandes vor *D* gewöhnt hat, und es zeigt sich nun an einem folgenden Tage bei gleicher oder nahezu gleicher Temperatur das Band etwa zweimal so dunkel als an den vorhergehenden Tagen, dann ist es durch dieses Uebermass von Dunkel zum „Regenbande" geworden. Denn dieses Uebermass von Dunkelheit zeigt so unfehlbar, als ob es am Himmel geschrieben stände, dass augenblicklich viel mehr Wasserdampf in der Atmosphäre ist, als sie noch länger suspendiren kann, es muss daher bald ein Niederschlag erfolgen. PIAZZI SMYTH hat Zeichnungen des veränderlichen Aussehens der Regenbänder gegeben, und zwar sowohl im directen Sonnenspectrum als im Spectrum des zerstreuten Tageslichtes. Das erstere wird man freilich nur selten beobachten. *Fig. 9*, IV zeigt das Aussehen desselben bei hohem Sonnenstande. Die schattirten Flächen bezeichnen den Grad der Dunkelheit der betreffenden Spectralstellen. Man bemerkt,

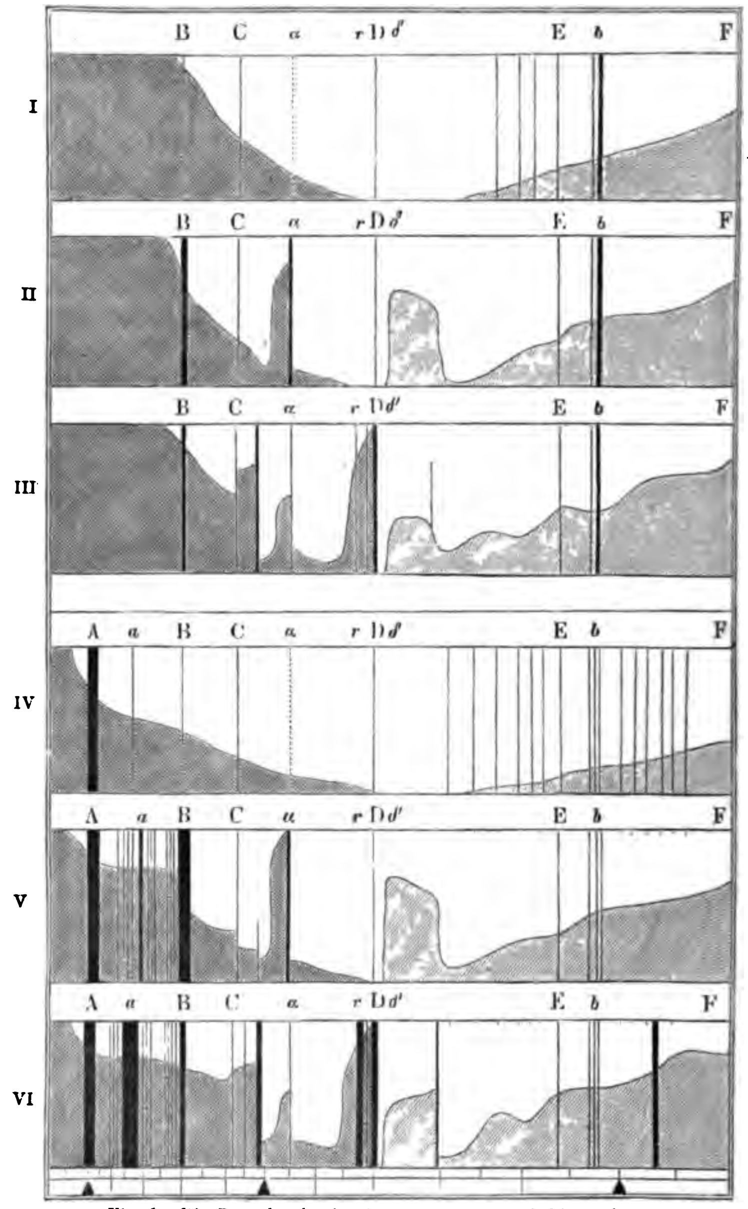


Fig. 9. Die Regenbänder im Sonnenspectrum nach Piazzi Smyth.

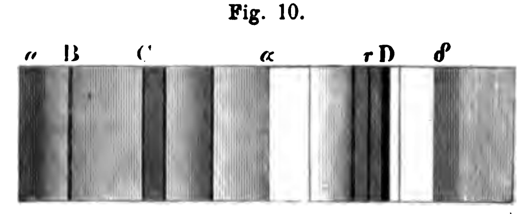
dass alle Linien hier schwach sind, mit Ausnahme von *A*. Man erblickt dieses Spectrum an trocknen Sommertagen um die Mittagszeit. *Fig. 9*, V zeigt das directe Sonnenspectrum bei Sonnenuntergang oder wenigstens dann, wenn sich die Sonne zum Untergange neigt, an trocknen, kalten Wintertagen. Der Unterschied gegen *Fig. 9*, IV ist augenfällig, besonders durch die Zunahme der Dunkelheit vor *B* und das Auftreten eines Bandes bei *α*. *Fig. 9*, VI zeigt das directe Regenbandspectrum, wie man dasselbe an warmen, feuchten Sommertagen bei niedrigem Sonnenstande erblickt, besonders dann, wenn ein Gewitter im Anzuge ist. Man bemerkt vor allen Dingen das starke dunkle Band *a*, dann aber die Bänder rechts von *D* und den dunklen Schatten *δ* im Grüngelb. Die Verbreitung und Abdunkelung von *r* ist äusserst charakteristisch, ebenso die dunkle Linie bei *C* und endlich das breite Band *a*. Wie bereits bemerkt, wird man bei grosser Luftfeuchtigkeit, wenn überhaupt Regen droht, nur selten Gelegenheit haben, das Spectroskop direct auf die Sonne zu richten, man muss sich vielmehr meist mit dem Spectrum des Himmelsgewölbes, d. h. des zerstreuten Tageslichtes, begnügen. Auch in diesem erscheinen die Regenlinien recht charakteristisch, ja ihr Auftreten ist noch intensiver. Doch wird man freilich die Parthie des Spectrums links von *B* nicht wahrnehmen können. *Fig. 9*, I, II, III geben eine gute Darstellung dieser Spectra nach Piazzi Smyth. Das wichtigste davon ist das Spectrum *Fig. 9*, III.

Der Verfasser dieses beobachtet seit längerer Zeit regelmässig zu meteorologischen Zwecken die Wasserdampflinien und bedient sich dazu eines Spectroskops à vision directe mit drei Prismen, aus der optischen Anstalt von Reinfelder & Hertel in München. Das Instrument zeigt

bei richtiger Regulirung des Spaltes und trocknem Wetter die D-Linie deutlich doppelt. Ein solches Instrument hat sich nach verschiedenen Versuchen mit anderen als das geeignetste bewährt und ist Allen, welche sich mit derartigen Beobachtungen beschäftigen wollen, sehr zu empfehlen.

Aus den Beobachtungen hat sich bis jetzt ergeben, dass einem starken Hervortreten der Wasserdampflinien in den bei weitem meisten Fällen nach 3 bis 12 Stunden Regen folgt. Im Winter scheinen jedoch die Linien weniger deutlich hervorzutreten als im Sommer. In dieser letzteren Jahreszeit ist ein intensives Auftreten der Linien ein

Fig. 10.



Die entwickelten Regenbandlinien des Sonnenspectrums. (Klein.)

beinahe unfehlbares Anzeichen von Regen, meist nach wenigen Stunden. Dieser tritt auch selbst dann ein, wenn der Himmel während der Beobachtung völlig wolkenlos ist. Indessen ist die Beobachtung keineswegs so einfach, wie Smyth anzudeuten scheint, wenigstens gehört zunächst viele Uebung dazu, um sich mit dem allgemeinen Aussehen des Spectrums in dem Instrumente, was man gerade gebraucht, so vertraut zu machen, dass man die jeweiligen Abweichungen leicht herausfindet. Man kann auch die Dunkelheit und Schärfe der Linien nach Stufen, am besten höchstens fünf, abschätzen, wobei die B-Linie, die gewöhnlich als die dunkelste und stärkste erscheint, die Stufe 5 bezeichnet, während 1 eine noch eben sichtbare Linie be-

deutet. Auf diesem Wege lassen sich zahlreiche Beobachtungen gewinnen, die man später, nach Witterungszuständen gruppirt, vergleichen kann und aus denen sich Mittelwerthe ziehen lassen. Gestützt auf solche Untersuchungen wird das Spectroskop dereinst bei der Wetterprognose gute Dienste leisten, jedenfalls besser als irgend ein Hygrometer. Die *Fig. 10* giebt eine Ansicht desjenigen Theiles des Sonnenspectrums, welcher die Regenlinien hauptsächlich enthält. Das Spectrum ist so dargestellt, wie es sich im Sommer vor Beginn des Regens in dem oben genannten Spectroskop von Reinfelder & Hertel zeigt.

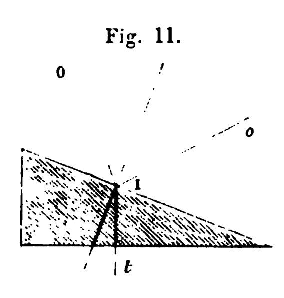
6. Der teleskopische Anblick der Sonnenoberfläche.

Die Sonne ist für uns der bei weitem wichtigste von allen Himmelskörpern, und es ist deshalb klar, dass sie ein hervorragendes Object der astronomischen Beobachtung bildet. Allein ihre Untersuchung ist mit ganz besonderen Schwierigkeiten verknüpft, die ihren Grund in der ungeheuren Menge von Licht und Wärme haben, welche die Sonne ausstrahlt. Schon dem blossen Auge ist der Glanz der Sonne unerträglich, und bei Anwendung eines grossen Fernrohrs müssen deshalb ganz besondere Schutzmassregeln ergriffen werden. Es ist hier nicht der Ort, im Einzelnen alle Vorrichtungen aufzuführen, welche man erdacht hat, um die genaue Beobachtung der Sonne zu ermöglichen. Der Leser, welcher sich hierüber zu belehren wünscht, findet alles Nöthige in dem Werke von Secchi, „Die Sonne";* hier soll nur so viel erwähnt werden, als zum Verständniss des Nachfolgenden erforderlich ist.

* Deutsche Ausgabe und Originalwerk von Dr. H. Schellen. Braunschweig, Verlag von George Westermann, 1872.

Zur Beobachtung der Sonne bedient man sich meistens dunkel gefärbter Blendgläser, die zwischen Ocular und Auge befestigt werden und die Sonne als sehr gedämpfte strahlenlose Lichtscheibe erkennen lassen. Diese Methode genügt, um die hauptsächlichsten Erscheinungen auf der Sonnenoberfläche zu zeigen. Will man jedoch wirkliche Untersuchungen anstellen und bedient man sich dazu eines grösseren Fernrohres, so reicht ein Blendglas nicht mehr aus, man muss sich dann vielmehr der sogenannten helioskopischen Oculare bedienen. Ein solches Ocular besitzt ein rechtwinkliges Glasprisma *(Fig. 11)*, von dessen Hypotenusenfläche der einfallende Lichtstrahl OI in der Richtung Io zum eigentlichen Oculare gelangt. Dieser Strahl ist alsdann sehr geschwächt, indem ein grosser Theil des Lichtes in der Richtung It auf die zweite, innere Fläche des Prismas fällt. Dieses letztere wird in einem Metallgehäuse *(Fig. 12)* eingeschlossen, das an der einen Seite durchbrochen ist, um starke Erwärmung zu verhindern. Indessen genügt die Schwächung des Sonnenlichtes durch diese Reflexion noch nicht, um das Sonnenbild direct zu beobachten, vielmehr muss man auf das Ocular noch ein schwach gefärbtes Blendglas aufschrauben. Ein Uebelstand dieses Oculars ist, dass es sich doch rasch sehr erhitzt, so dass man in einem grossen Fernrohr von sechs und mehr Zoll Oeffnung die Sonne bei hohem Stande derselben kaum zehn Minuten ununterbrochen beobachten kann; dann sind, bei einigermassen starken Vergrösserungen, auch die Bilder nicht mehr ganz

Fig. 11.



Schematische Darstellung der Lichtstrahlen.

scharf. Man wendet daher vielfach bei Sonnenbeobachtungen ein sogenanntes polarisirendes Ocular an. Bei dem Helioskop, dessen sich stets SECCHI zu seinen zahlreichen Sonnenbeobachtungen bediente, fällt das Licht zunächst auf ein Prisma *PP'* (*Fig. 13*), und zwar unter

Fig. 12.

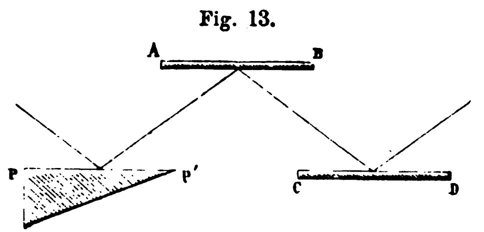




Helioskopisches Ocular.

einem Winkel von 36°, bei welchem das Licht durch das Glas polarisirt wird. Die reflectirten Strahlen gelangen darauf zu einem Spiegel *AB* von schwarzem Glase, der parallel zur Prismenfläche steht, also die

Fig. 13.



Gang der Lichtstrahlen im polarisirenden Helioskop.

Strahlen ebenfalls unter einem Einfallswinkel von 36° empfängt; schliesslich erleidet das Licht unter demselben Polarisationswinkel noch eine letzte Reflexion an *CD*. Das Prisma und der erste Spiegel sind unverrückbar fest mit einander verbunden; aber der Spiegel *CD* ist in einem Rohre befestigt, das sich um den ersten reflectirten Strahl rund herum drehen lässt, so dass man den Spiegel in

jedes beliebige Azimuth gegen eben diesen reflectirten Strahl einstellen kann. Stellt man die Reflexionsebene des zweiten Spiegels CD senkrecht gegen die Reflexionsebene des ersteren AB, so wird das Sonnenlicht dadurch bis zu dem Grade abgeschwächt, dass das Auge dasselbe selbst zur Zeit, wo die Sonne am höchsten steht, ohne Beschwerden ertragen kann. Das Licht verschwindet dabei nicht vollständig, was ja auch keinen Zweck hätte. *Fig. 14* zeigt dieses Ocular in einem Viertel seiner natürlichen Grösse.

Fig. 14.

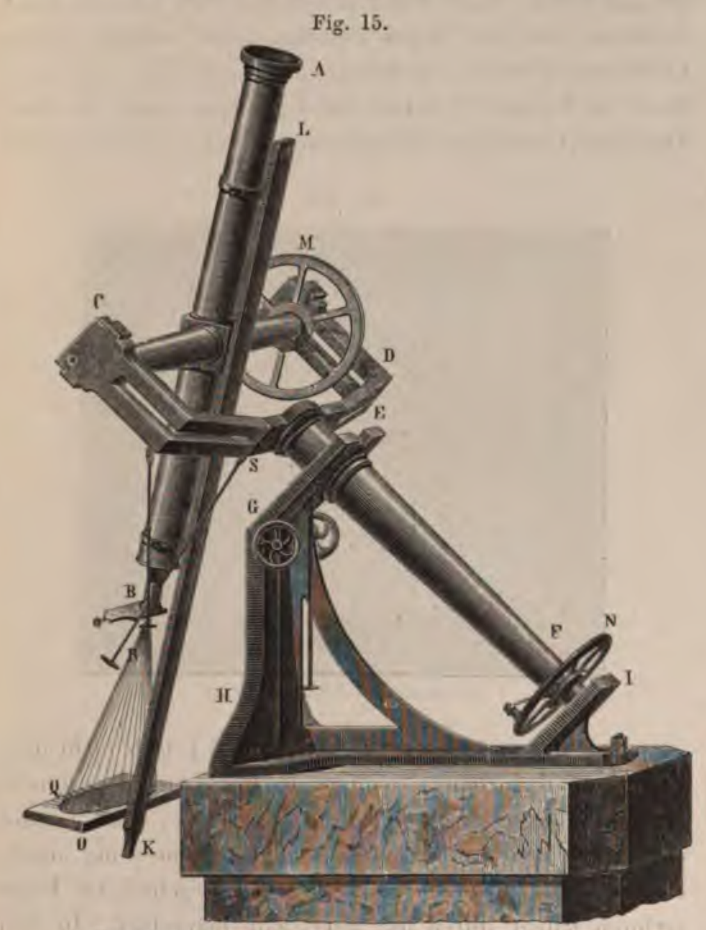


Polarisations-Helioskop.

Man kann übrigens auch das Bild der Sonne auf einen Schirm projiciren und dieses Projectionsbild mit blossem Auge betrachten. *Fig. 15* zeigt eine hierzu dienende Vorrichtung. AB ist das Fernrohr, an dem eine Stange LK befestigt ist, welche unten das Brett QO trägt. Dieses Brett muss senkrecht zur optischen Achse des Fernrohrs stehen und so weit von dem Ocular B entfernt sein, dass das Sonnenbild sich scharf zeigt. Beide Bedingungen sind leicht zu erreichen, und wenn man dann das Fernrohr auf die Sonne richtet, so erhält man, besonders in einem dunklen Raume, auf der Fläche QO ein prachtvolles Sonnenbild. Man sieht auf demselben meist einige dunklere und hellere Stellen, erstere werden *Sonnenflecke*, letztere *Sonnenfackeln* genannt. Ist das Fernrohr recht kraftvoll, so bemerkt man noch, dass der Grund der Sonnenscheibe keineswegs monoton und gleichmässig hell ist, sondern dass er ein griessandiges Aussehen hat

oder granulirt erscheint. Diese *Granulation* zeigt sich am schönsten nicht bei Projection, sondern bei directer Be-

Fig. 15.



Fernrohr mit Projectionsapparat zur Beobachtung der Sonne.

trachtung mittels des helioskopischen Oculars. Man sieht dann, nach der sehr richtigen Beschreibung von Secchi, die

Sonnenoberfläche mit einer Unzahl kleiner Körner bedeckt, die fast alle die gleiche Grösse, aber sehr verschiedene Formen haben, unter denen jedoch die ovale vorherrschend erscheint. Die sehr engen Zwischenräume zwischen diesen Lichtkörnern bilden ein dunkles aber nicht ganz schwarzes Netz. In der *Fig. 16* haben wir den allgemeinen Charakter dieser merkwürdigen Oberflächengestaltung wiederzugeben

Fig. 16.



Granulation der Sonnenoberfläche.

versucht; die einzelnen Details lassen sich jedoch nicht darstellen. Wir suchen vergeblich nach einem Gegenstande, mit dem diese Structur vergleichbar wäre; man kommt der Sache noch am nächsten, wenn man ein wenig aufgetrocknete Milch, deren Kügelchen die regelmässige Form verloren haben, durch das Mikroskop betrachtet. In den meisten Fällen sieht man, wenn der Himmel klar und rein ist, mit den schwächeren Vergrösserungen die Sonnenscheibe ungefähr in der Art, wie es die *Figg. 16* und *17*

zeigen, d. h. als kleine weisse, auf einem sehr feinen dunklen Netze zerstreut liegende Pünktchen; die kleinste Trübung oder die geringste Bewegung in der Luft verwandelt dieses Bild in eine gleichförmig aussehende glatte Scheibe. Zuweilen vereinigen sich diese Körner zu kleinen Gruppen und bilden dann eine hellere Masse. Wegen ihrer ovalen Form hat man sie wohl mit Reiskörnern verglichen.

Fig. 17.



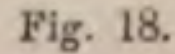
Granulation der Sonnenoberfläche.

Die eigentlichen *Flecke* sind es, welche vorzugsweise den Blick des Beobachters der Sonne auf sich ziehen. Diese Flecke zeigen sehr unregelmässige und veränderliche Formen und ihre Dauer erstreckt sich häufig nur auf Tage, bisweilen auf Wochen, selten auf Monate und niemals auf ein Jahr.

Um die Veränderungen, welche die Sonnenflecke gewöhnlich erleiden, vorzuführen, wollen wir die Beschreibungen und Zeichnungen mittheilen, welche Pater Secchi

von einem am 30. Juli 1865 erschienenen Fleck mitgetheilt hat.

„Am 28. Juli," sagt er, „sah man an seiner Stelle nichts Auffallendes, weder Poren noch Fackeln. Am 29. zeigten sich bloss drei schwarze Punkte. Am 30. Morgens 10 Uhr 30 Min. waren wir nicht wenig überrascht, um die Mitte der Sonnenscheibe herum einen ganz gewaltigen


Fig. 18.



Sonnenfleck am 30. Juli 1865, nach Secchi.

Fleck zu sehen. Der mittlere Durchmesser dieser aufgewühlten Masse war 76 Secunden, ungefähr vier und ein halb mal so gross als der Durchmesser der Erde. In der Mitte des Flecks sahen wir eine Anhäufung leuchtender Materie, die sich in wirbelnder Bewegung zu befinden schien und von zahlreichen Rissen umgeben war. Inmitten dieses Chaos liessen sich vier Hauptcentra der Bewegung unterscheiden. Links bei *a (Fig. 18)* zeigte sich eine weite klaffende Oeffnung, um welche feurige Zungen in ver-

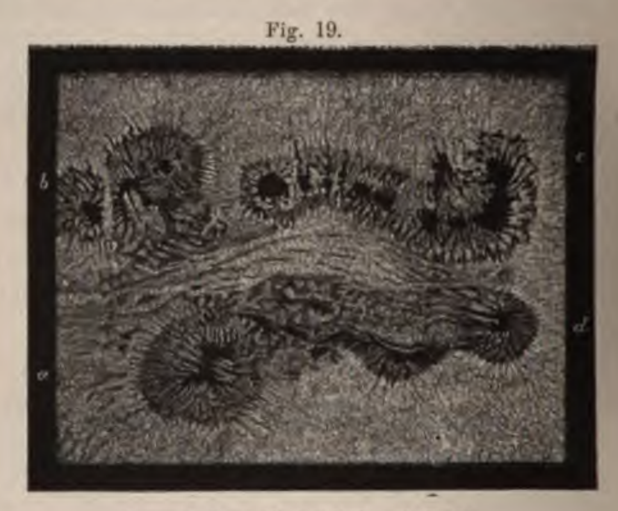
schiedenen Richtungen herumwirbelten; mitten in diesen Feuerzungen unterschied man deutlich halbhelle Schleier, welche um eine noch schwärzere Höhlung herumgelagert waren.

In dem oberen Theile bei *b* fand sich ein zweites Centrum, kleiner als das erste, welches an seinem oberen Rande scharf begrenzt war, in dem unteren Theile aber ähnlich wie der vorige sehr viele kleine Feuerzungen zeigte. Rechts in *c* klaffte ungefähr in der Form eines S eine breite Spalte, die mit feurigen Zungen und mit losgerissenen Streifen leuchtender Materie durchzogen war. Endlich war unten in der Höhe von *d* eine andere langgezogene und gekrümmte Spalte vorhanden, die dem Auge ein Wirrwarr darbot, das jeder Beschreibung spottet. Zwischen diesen vier Höhlen fand sich eine Anhäufung von Fackeln und leuchtender Materie, die den Anblick einer im Kochen befindlichen Masse darbot.

Alles befand sich in diesem Fleck in einer äusserst stürmischen und schnellen Bewegung. Die Zeichnung wurde so schnell als möglich angefertigt, aber sie war noch nicht fertig, als der erstere Theil schon eine ganz andere Gestalt angenommen hatte. Am Abend wurde eine zweite Zeichnung gemacht, aber sie glich der ersteren nur in den Hauptzügen: in der Mitte eine sehr bewegte photosphärische Masse; nach aussen hin ein Kranz weit geöffneter Schlünde, unter denen die vier grösseren augenscheinlich sich noch an derselben Stelle befanden wie am Morgen. Des anderen Tages hatte sich das Aussehen des Flecks augenscheinlich geändert. Die *Fig. 19* giebt eine Anschauung von dieser neuen Gestaltung. Man erkennt darin noch immer die vier Hauptcentra, aber sie scheinen sich zu zweien zusammengesellt und durch gewundene Risse

mit einander vereinigt zu haben. Die Höhlung *b* ist deutlich erkennbar und von der grossen Spalte durch eine aus gewöhnlicher photosphärischer Materie gebildete Einschnürung getrennt. Die beiden anderen Punkte *a* und *d* sind noch vereinigt, aber schon besser entwickelt; die mittlere Masse ist in die Länge gezogen und ihr Aussehen erinnert an das eines Stranges gekämmter Baumwolle, den

Fig. 19.



Sonnenfleck am 30. Juli 1865, nach Secchi.

man nach beiden Seiten ausgezogen hat. Dieser Vergleich allein ist geeignet, von der Erscheinung, die wir abzubilden versucht haben, eine Vorstellung zu geben. In 24 Stunden hatten sich die Dimensionen des Flecks bedeutend geändert; die Länge war fast die doppelte geworden und betrug 147 Secunden. Die folgenden Tage entwickelte sich die Masse, welche die vier Höhlen trennte, zu einer Art Hof, über welchen einzelne leuchtende Körner ausgestreut waren.“

Viele Sonnenflecke sind von einem weniger dunklen Saume umgeben, den man Penumbra (Halbschatten) nennt und der in seinen äusseren Umrissen ziemlich den Umrissen des eigentlichen Flecks folgt. Bisweilen wird die Penumbra von hellen Streifen durchzogen, welche nahezu radial gegen den Kernfleck gerichtet sind, gleichsam als ob eine Menge von Strömungen irgend einer leuchtenden Materie die dammartigen Halbschatten durchbrochen hätte,

Fig. 20.



Fig. 21.



Sonnenflecke mit radial gestreifter Penumbra und mit Brücken im Kern.

um sich in den Abgrund des Kerns zu stürzen. Ebenso wird der Kern selbst häufig von einem oder mehreren breiten, hellleuchtenden Bändern, *Brücken* genannt, durchzogen und dadurch in mehrere Theile getheilt *(Figg. 20, 21)*.

Ausser den dunklen Flecken und meist in der Nähe derselben zeigen sich auf der Sonnenoberfläche auch hellere Stellen, *Sonnenfackeln* genannt. Sie sind in den meisten Fällen die Begleiter von Sonnenflecken und zeigen sich besonders an den äussersten Rändern des Halbschattens, wenn der Fleck an dem Rande der Sonne angekommen ist; dass sie aber nicht etwa die Wirkung des Contrastes

zwischen dem dunklen Fleck und seiner hellleuchtenden Umgebung sind, beweist der Umstand, dass nicht jeder Fleck seine Fackeln hat, und sehr häufig isolirt stehende Fackeln gesehen werden, welche fast immer die Vorboten eines an diesen Stellen sich bildenden Flecks sind.

Fig. 22.



Fackeln in der Umgebung eines Flecks, nach Chacornac.

Auch die Gestalt der Fackeln ist wie die der Flecke sehr mannigfaltig; meist erscheinen sie in zusammengedrängter, rundlicher Form; oft aber bilden sie lange, aderartig verlaufende Lichtstreifen, *Fig. 22*, die von allen Seiten in convergirender Richtung nach einem Flecke hinlaufen.

Fast immer folgt den kranzartig gestalteten Fackeln in wenigen Tagen die Entstehung einer Fleckengruppe; bei den namentlich am Sonnenrande vielfach wahrnehmbaren aderartigen Lichtwellen entwickelt sich zuerst eine trübe, narbenartige Stelle und aus dieser bildet sich dann meist ein einzelner oder mehrere Flecke, ja in einigen Fällen kann man auf der Sonnenscheibe an der sich steigernden Lichtintensität den Ort im Voraus bestimmen, wo sich ein Fleck bilden wird.

Wenn man am Sonnenrande einen Fleck in der Mitte der ihn umgebenden Fackeln beobachtet, so kann man sich kaum des Eindrucks erwehren, als befände sich der Fleck in einer Vertiefung zwischen glänzenden ihn überragenden Bergen, und SECCHI hat am 5. August 1865 beobachtet, dass die Fackeln, als sie an dem Westrand der Sonne ankamen, als kleine Hervorragungen und Unregelmässigkeiten über den fast scharf begrenzten Sonnenrand hinaustraten.

Obgleich der wahre Zusammenhang zwischen Fackeln und Flecken noch nicht vollständig erkannt ist, so lässt sich doch aus diesen Beobachtungen mit einiger Sicherheit schliessen, dass die Flecke auf der Sonnenoberfläche tiefer liegen als die Fackeln, und dass die letzteren bergartige Erhöhungen der die Photosphäre bildenden leuchtenden Materie sind, welche den Fleck in weiter Umgebung wallartig zwischen sich einschliessen.

Die *Figg. 18* und *19* sind die Abbildungen einiger Sonnenflecke, welche SECCHI beobachtet und gezeichnet hat. Man erkennt darin alle Einzelheiten, die ein Fleck darbietet, die Halbschatten in ihren verschiedenen Formen und die Umgebung des Flecks oder die granulirt aussehende leuchtende Oberfläche der Sonne. Letztere nennt

man die *Photosphäre*, ohne mit dieser Bezeichnung irgend eine bestimmte Ansicht über die physische Beschaffenheit derselben, über ihre Zusammensetzung oder ihren Aggregatzustand zu verbinden. Die Photosphäre ist ganz mit *Poren* oder mit kleineren Stellen bedeckt, welche weniger leuchten als die übrigen Theile; hier und da machen sich in derselben einzelne grössere Partien bemerkbar: die einen, mit schwarzem Kerne und dunklen Halbschatten, die eigentlichen *Sonnenflecke;* die anderen, von grösserem Glanze als die umgebenden Theile der Photosphäre, die *Sonnenfackeln:* letztere begleiten in der Regel die Flecke oder gehen der Bildung eines Flecks voraus.

Die grosse Veränderlichkeit eines Sonnenflecks sehen wir auch aus Nr. 1 bis 4 der *Fig. 23*, die sich alle auf einen und denselben grossen, mehr als 10000 deutsche Quadratmeilen umfassenden Fleck beziehen, der sich im Jahre 1865 auf der Sonne zeigte. Nr. 1 bis 4 zeigen die Gestalt dieses Flecks an den Tagen des 7. October, wo er auf der östlichen (linken) Seite in die Sonnenscheibe eintrat, des 10. October, des 14. October (centrale Ansicht), wo sich bereits eine den Kern theilende Brücke gebildet hatte, und des 16. October.

Bei seinem ersten Erscheinen am Ostrande der Sonne hat der Fleck häufig die Gestalt eines schmalen dunklen Striches, meist länger als breit. In den ersten nachfolgenden Tagen scheint er sich nur langsam nach der Mitte der Sonnenscheibe hinzubewegen: seine Geschwindigkeit wächst indessen von Tag zu Tag, bis er die Hälfte seines scheinbaren Weges auf der Sonnenscheibe zurückgelegt hat. Von da ab nimmt seine Bewegung langsam ab, bis er wieder in der Form eines schmalen Striches am entgegengesetzten (westlichen) Ende des Sonnenrandes verschwindet.

Fig. 23.



Der grosse Sonnenfleck von 1865. (Vom 7. bis 16. October.)

Es kommt nicht selten vor, dass ein und derselbe Fleck, den man am Westrande hat verschwinden sehen, nach Verlauf von circa vierzehn Tagen am Ostrande wieder

zum Vorschein kommt, um nach abermal vierzehn Tagen zum zweitenmale am Westrande zu verschwinden, eine Erscheinung, die keinen Zweifel mehr darüber zulässt, dass die Flecke der Oberfläche der Sonne angehören und diese selbst sich um ihre Achse dreht. Wenn man bei dieser Bewegung der Flecke noch die Zeit in Rechnung zieht, welche die Erde bei ihrer Bewegung um die Sonne gebraucht, so ergiebt sich für die Sonne nach SPÖRER eine mittlere Rotationszeit von 25 Tagen 5 Stunden 38 Minuten.

7. Vermuthungen über die Natur der Sonnenflecke auf Grund der teleskopischen Beobachtungen.

Schon gleich nach Entdeckung der Sonnenflecke wurden Vermuthungen über das Wesen derselben aufgestellt. GALILEI erklärte sie einfach für Sonnenwolken; DOMINICUS CASSINI hielt sie für Sonnenberge, die dadurch sichtbar würden, dass sich das Lichtmeer der Sonne gelegentlich senke. Der Pfarrer SCHÜLEN zu Essingen bei Aalen in Württemberg sprach zuerst 1770 öffentlich die Ansicht aus, die Sonnenflecke seien Vertiefungen. „Drei grosse Flecke," schrieb er, „welche den 26. März (1770), als sie das erste Mal von mir erblickt worden, gegen die östliche Seite zu, etwas von der Mitte des Sonnenkörpers entfernt, standen, stellten mir eine besonders merkwürdige Erscheinung dar. Sie liessen gar deutlich bemerken, dass es keine auf der Oberfläche der Sonne sich befindende Körper waren, die als eine dunkle Materie auf derselben schwämmen, sondern wirkliche *Vertiefungen* in der Sonne, deren Mündung dunkler als das Uebrige des Sonnenkörpers aussah, und etwas *konisch geformt*, nach einer finstern schwarzen Oeffnung zu, die sich in der Mitte zeigte, ginge.

Kurz, sie stellten mir Höhlen und Abgründe in der Sonne mit der deutlichsten Wahrnehmung vor. Der mittlere unter diesen drei Flecken schien am meisten zu bekräftigen, dass man wenigstens diese, die ich bemerkt, als Vertiefungen anzusehen habe. Bei denselben ging die Vertiefung nicht wie bei den anderen geradezu in die Sonne, sondern etwas schief, und zwar so, dass die Mündung (oder die sich erweiternde Oeffnung) nach der östlichen Seite gerichtet war und die innere schwarze Oeffnung etwas bedeckte, da der Fleck nach ostwärts stand. Als ich den Fleck den 29. März nach der westlichen Seite zu erblickte, entdeckte sich die schwarze Oeffnung ganz und man konnte auch das Stück von der Mündung sehen, welches, da der Fleck ostwärts war, nicht zu bemerken gewesen. Diese Bemerkung dünkt mir wichtig, weil sich die Vertiefung zu beiden Malen gerade so ansehen liess, wie es bei ihrer ostwärtsgehenden schiefen Richtung optisch sein sollte. Mehr als hundert Beobachtungen überzeugten mich dergestalt, dass diese Flecke wirkliche Vertiefungen waren, dass mir nicht der geringste Zweifel mehr übrig blieb."

Aehnliche Wahrnehmungen machten 1774 Alexander Wilson und später Fr. W. Herschel, und besonders letzterer betonte mit Nachdruck, dass die Sonnenflecke trichterförmige Vertiefungen seien. Der Grundgedanke hierbei ist folgender. Wenn ein Sonnenfleck sich auf der *Oberfläche* des Sonnenkörpers befände und im Osten anfängt sichtbar zu werden, so müsste bei der Rotation desselben von Osten nach Westen der voranschreitende westliche Theil der Penumbra zuerst erscheinen, dann der Kernfleck mit seinem westlichen Theile auftreten, dieser selbst in der Richtung von Westen nach Osten grösser werden und endlich der

von der Richtung der Sehlinie am weitesten entfernte östliche Theil der Penumbra sich entwickeln. Ebenso müsste bei seinem Verschwinden am westlichen Sonnenrande der voranschreitende westliche Theil der Penumbra zuerst verschwinden, die westliche Penumbra immer kleiner werden, dann der Kernfleck in der Richtung von Westen nach Osten immer mehr abnehmen und endlich der nachziehende östliche Theil der Penumbra zuletzt dem Auge entschwinden.

Die Beobachtung jedoch zeigt das gerade Gegentheil hiervon. Beim Auftreten des Flecks am Ostrande erscheint der östliche Theil der Penumbra zuerst, dann folgt in der Form eines länglich gezogenen dunklen Striches der Kern, der sich in der Richtung von Osten nach Westen nach und nach erbreitert, bis endlich, wenn der Kern schon ganz sichtbar ist, die westliche Seite der Penumbra anfängt sich zu entwickeln. Beim Verschwinden des Flecks an dem westlichen Rande der Sonne nimmt der östliche, dem Mittelpunkte der Sonnenscheibe zugekehrte Theil der Penumbra zuerst ab und der Kern schrumpft wieder zu einem länglichen schmalen Streifen zusammen, während die westliche Seite der Penumbra noch beinahe in voller Grösse erscheint. Erst wenn der Kern ganz verschwunden ist, nimmt auch die westliche Penumbra mehr und mehr ab, bis auch sie endlich dem Auge entschwindet.

In der *Fig. 24* (I) sind die verschiedenen Formen, in welchen ein mit einem Hof versehener Fleck von der Zeit seines ersten Auftretens am östlichen Rande der Sonne bis zu seinem Verschwinden am westlichen Rand derselben zu erscheinen pflegt, dargestellt. Sie zeigen, dass die Annahme, der Fleck liege oberhalb des Sonnenkörpers als Wolke in der Sonnenatmosphäre, oder er befinde sich

auf der Oberfläche desselben, nicht statthaft ist; die beobachteten Erscheinungen finden aber sofort ihre Erklärung, wenn man annimmt, dass der Fleck eine kegelförmige Vertiefung in der äusseren Sonnenoberfläche (der Photosphäre) ist, die sich von innen nach aussen erweitert und in ihren tieferen Stellen die Ursache des dunklen Kerns, in ihren seitlichen Böschungen aber dasjenige enthält, welches uns als Penumbra erscheint. In der *Fig. 24* (II) sind solche kegelförmige Vertiefungen auf einer Kugel perspectivisch gezeichnet, wie sie

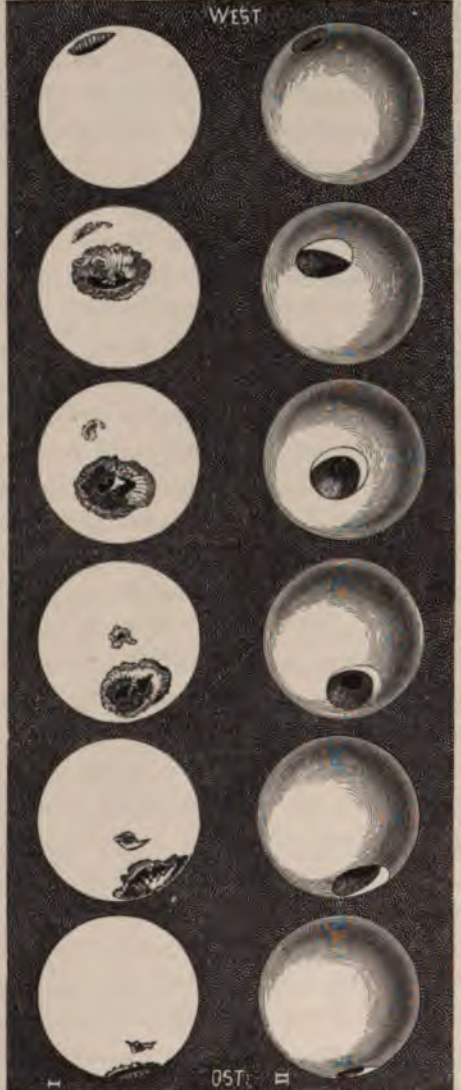


Fig. 24. Wie ein Fleck bei der Rotation der Sonne sein Aussehen verändert.

den darüber befindlichen Fleckenformen der Sonnenscheibe entsprechen. Dass die Grösse des Flecks in der Wirklichkeit ein anderes Verhältniss zur Grösse der Sonne hat, als es behufs des leichteren Verständnisses in der Figur angenommen ist, versteht sich von selbst.

Im Vorstehenden ist die Art und Weise der Veränderung im Aussehen der Sonnenflecke schematisch dargestellt worden. So einfach und rein wie hier angenommen zeigt sich die Erscheinung niemals. Die Ansichten darüber, ob die Flecke Höhlungen sind im Sinne WILSON's und HERSCHEL's, oder ob dies nicht der Fall ist, sind deshalb noch immer getheilt. KIRCHHOFF, dem sich Professor SPÖRER, einer der fleissigsten Beobachter der Sonnenflecke, im Laufe seiner Untersuchungen immer mehr und mehr angeschlossen hat, hält diese Gebilde für wolkenartige Condensationen in der Sonnenatmosphäre, welche durch Wärmeausstrahlung in ähnlicher Art entstehen, wie sich in der Erdatmosphäre der Wasserdampf zu Nebel und Wolken gestaltet. Wenn sich solche Wolken *über* die glühende und leuchtende Sonnenoberfläche erheben, entziehen sie uns an diesen Stellen das Licht der Sonne; es ist dann ganz natürlich, dass sich diese Wolkengebilde, wie sie sich regellos bilden, so auch regellos verdichten oder auflösen, je nachdem sie von wärmeren oder kälteren Gasströmen getroffen werden.

Diejenigen Physiker, welche über die physische Beschaffenheit der Sonne anderer Ansicht sind als KIRCHHOFF, und, wie FAYE, den eigentlichen Sonnenkern für einen nicht leuchtenden Gasball halten, haben auch über die Natur der Sonnenflecke eine andere Ansicht, die im Wesentlichen darauf hinausläuft, dass diese Flecke Risse oder Oeffnungen und Vertiefungen in der den *dunklen* Gasball

umhüllenden, leuchtenden *Photosphäre* sind, durch welche man auf den dunklen Sonnenkörper hinabsieht.

Spörer erkennt neuerdings auch feste Verbrennungsproducte in den Flecken an und Professor Zöllner erklärt sie für schlackenartige Massen, die durch überwiegende Wärmeausstrahlung auf der glühendflüssigen Sonnenoberfläche entstanden und sich infolge der durch sie selber in der Sonnenatmosphäre erzeugten Gleichgewichtsstörungen wieder auflösen. „Sind diese Störungen," sagt er, „nicht nur locale, sondern allgemeiner verbreitete, so ist in Zeiten solcher allgemeiner atmosphärischer Bewegungen die Bildung neuer Flecken wenig begünstigt, weil alsdann der Oberfläche die wesentlichsten Bedingungen zu einer starken Temperaturerniedrigung durch Ausstrahlung fehlen, nämlich die Ruhe und Klarheit der Atmosphäre. Erst wenn die letztere nach Auflösung der Flecken allmählich wieder zur Ruhe gekommen ist, beginnt der Process wieder von neuem und erhält auf diese Weise bei den durchschnittlich für lange Zeiträume als constant zu betrachtenden mittleren Verhältnissen der Sonnenoberfläche einen periodischen Charakter. Jeder Fleck erzeugt durch seine Existenz an der Sonnenoberfläche eine Oertlichkeit, woselbst die Temperatur beträchtlich niedriger sein muss als an den nicht befleckten Stellen. Die Grösse der auf diese Weise stattfindenden Temperaturerniedrigung kennen wir nicht und sie muss auch in einzelnen Fällen selbstredend sehr verschieden sein, jedenfalls ist sie aber sehr beträchtlich. Die hierdurch entstehende Gleichgewichtsstörung in der Sonnenatmosphäre ruft natürlicher Weise Strömungen in der letzteren hervor, die in absteigender und aufsteigender Weise in Wirksamkeit treten müssen. Diese atmosphärische Bewegung begrenzt, wie Zöllner hervorhebt, mit ihrem auf-

steigenden Theile die äussere Umgebung der Flecke und erzeugt durch das hiermit verbundene Aufquellen heissere Theile der Sonnenatmosphäre über dem gewöhnlichen Niveau der continuirlich wirkenden Gasschichten, die *Sonnenfackeln.* Die niedersteigenden Strömungen bewegen sich gegen die Fleckenoberfläche hin und erleiden schon in der Höhe infolge der veränderten Wärmestrahlung von unten eine Abkühlung, als deren Resultat die Ausscheidung eines gewissen Theiles der aufgelösten Dämpfe in Form von Wolkengebilden nothwendig erfolgen muss. Diese Wolkengebilde umgeben in einer gewissen Höhe die Grenzen des schlackenartigen Flecks und erscheinen uns aus der Ferne gesehen gerade als das, was man Penumbra oder Halbschatten nennt. In der That zeigen diese Penumbra auch meist bei hinreichender Vergrösserung eine gegen das Centrum der Flecke gerichtete Stratification, und da der Fleck in einzelnen Fällen beträchtlich unter dem obersten Rande der Penumbra liegen wird, so begreift man, dass infolge der Sonnenrotation beim Näherrücken an den Rand der Sonne eine optische Verschiebung auftreten kann.

Den Anschauungen von Spörer und Zöllner entgegen stellte Secchi eine Theorie der Sonnenflecke auf, wonach diese durch gewaltige Störungen und heftige Krisen im Innern der Sonne entstehen, infolge deren ihre leuchtende Oberfläche durchbrochen werde und mehr oder weniger regelmässige Höhlungen bekomme, in die sich die photosphärischen Massen von der Seite her hineinstürzen. Die Dunkelheit des Kerns sucht Secchi dadurch zu erklären, dass er darauf hinweist, wie die (leuchtenden) photosphärischen Massen bei ihrem Eindringen in den heissen Raum aus dem nebelartigen in den gasigen Zustand übergehen, dadurch höre ihre Leuchtkraft auf, sie

würden unsichtbar und der Kern bleibe dunkel trotz des fortwährenden Nachströmens leuchtender Materie. Die Tiefe der Höhlung verursacht, dass sich eine dicke Schicht solcher heissen Metallgase in ihr ansammelt und daher ein grosser Theil des Lichtes, welches aus den noch tiefer gelegenen Theilen der Photosphäre ausstrahlt, absorbirt wird; die Folge davon ist, dass die Höhlung selbst relativ dunkel erscheint.

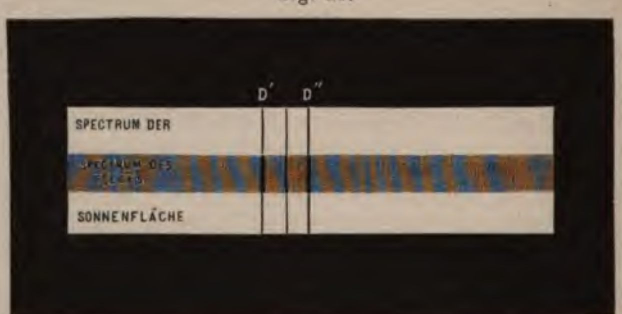
8. Die spectroskopische Untersuchung der Sonnenflecke.

Wie wir gesehen haben, reicht die teleskopische Beobachtung der Sonnenflecke nicht aus, um über das Wesen der letzteren zu unzweifelhaften Resultaten zu gelangen. Hier kann aber die spectroskopische Untersuchung ergänzend einspringen, und in der That haben die Arbeiten von Huggins, Secchi, Lockyer und neuerdings von Young wichtige Resultate ergeben. Um genaue spectroskopische Untersuchungen der Flecke anzustellen, genügt es nicht, in gewöhnlicher Weise das im Brennpunkte des Fernrohrs entstehende Sonnenbildchen mit dem Spectroskop zu beobachten, es ist vielmehr nöthig, das Bild des Flecks für sich auf den Spalt des Spectroskops zu bringen. Dies geschieht dadurch, dass man entweder mittels des Fernrohroculars oder, nach dem Vorgange von Secchi, mittels eines Mikroskopobjectivs ein vergrössertes Sonnenbild erzeugt. In diesem Falle erblickt man ein Spectrum, welches von einem longitudinalen, dunklen Streifen durchzogen ist, dieser repräsentirt das Spectrum vom Kern des Flecks. Beiderseits ist dasselbe umgeben vom Spectrum der Penumbra, welches etwas minder dunkel erscheint.

Die Breite des Streifens hängt natürlich von dem Durchmesser des Flecks ab. In dem Fleckenspectrum zeigen nun viele Linien sehr merkwürdige Veränderungen, besonders zwischen C und D, wo viele dunkle Linien an Breite und Dunkelheit zunehmen, wie es für die doppelte D-Linie die *Fig. 25* zeigt.

Die spectroskopischen Untersuchungen der Sonnenflecke sind indessen noch bei weitem nicht zum Abschlusse gediehen, obgleich besonders Secchi dieselben mit grosser

Fig. 25.



D-Linien im Spectrum eines Sonnenflecks.

Ausdauer fortgeführt hat. Als Resultat seiner Arbeiten giebt er folgende Zusammenstellung.

In der Nachbarschaft der Flecke und besonders über den Fackeln, welche die Flecke umgeben, sind die Wasserstofflinien stets schwächer als auf den übrigen Theilen der Sonnenscheibe; zuweilen verschwinden sie daselbst gänzlich und erleiden eine Umkehrung. Die C-Linie wird am meisten hiervon berührt; die F-Linie verschwindet scheinbar nicht so leicht und vollständig, weil sich eine andere dunkle Linie an sie anschliesst, die nicht dem Wasserstoff, sondern dem Eisen angehört und daher bei

der Aufhellung der eigentlichen Wasserstofflinie bestehen bleibt; LOCKYER jedoch hat constatirt, dass die *F*-Linie selbst unter Umständen eben so vollständig verschwindet und sogar durch eine helle ersetzt wird, wie die *C*-Linie.

Wenn eine Brücke den Kern durchsetzt und namentlich wenn gewisse rothe Schleier denselben überziehen, so sieht man daselbst die *C*-Linie aufgehellt oder wenigstens sehr geschwächt, wodurch ebenfalls die Anwesenheit von lebhaft glühenden Wasserstoffmassen angezeigt wird.

In dem Innern der Flecke erleidet das Spectrum eine bedeutende Veränderung; das gewöhnliche Aussehen der dunklen Linien und das Verhältniss der Lichtintensitäten an den verschiedenen Stellen desselben ist durchaus verändert. Einige sonst kaum sichtbare Linien werden ganz schwarz und sehr breit; andere erscheinen verwaschen an ihren Rändern und wieder andere bleiben ganz unverändert. Die *Fig. 26*, entworfen nach SECCHI's Beobachtungen vom 11. und 13. April 1869, giebt eine annähernde Vorstellung der Haupterscheinungen. Der dunkle Streifen Nr. 2 ist das Spectrum des Kerns, in welchem sich zahlreiche Linien stark erbreitern und neue dunkle Bänder und Linien auftreten: eines zwischen *B* und *C*, zwei zwischen *C* und *D* und zwei zwischen *E* und *F;* ausserdem, was sehr bemerkenswerth ist, drei Paare von weniger dunklen, fast hellen Linien im Grün zwischen *b* und *F*. Der Streifen Nr. 1 repräsentirt das Spectrum der Brücke mit den hellen, in das Spectrum des Kerns hinübergreifenden Linien des Wasserstoffs. Der Streifen Nr. 3 bezeichnet das Spectrum des Halbschattens, in welchem die dunklen Linien des Wasserstoffs wegen der theilweisen Umkehrung fehlen.

Veränderungen des Sonnenspectrums von so ausserordentlicher Art lassen sich nicht durch eine blosse allgemeine Abnahme der Lichtstärke erklären; die Erbreiterungen gewisser Linien zeigen vielmehr, dass gewisse Metalldämpfe, welche sich im Innern des Flecks befinden, auf das Licht desselben eine ganz bestimmte elective Absorption ausüben und dadurch die bereits vorhandene Absorption noch verstärken. SECCHI hat ferner gefunden, dass mehrere Linien, welche metallischen Dämpfen angehören, sich sehr beträchtlich erweitern. Die *D*-Linien erbreitern sich ebenfalls und verlieren dabei ihre

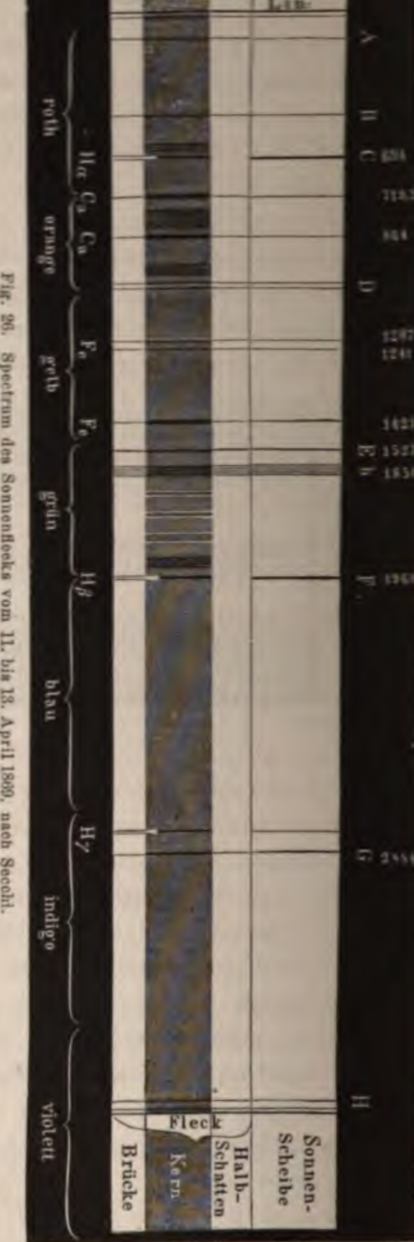
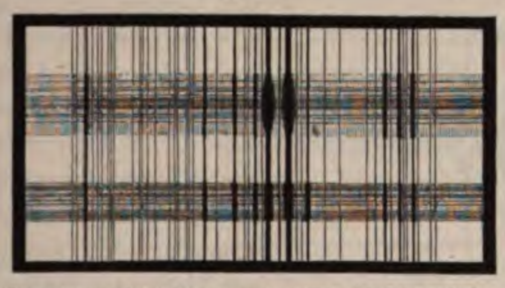


Fig. 26. Spectrum des Sonnenflecks vom 11. bis 13. April 1869, nach Secchi.

scharfe Begrenzung, indem sie nebelig werden, wie *Fig.* 27 zeigt.

Wird der Spalt des Spectroskops von der Penumbra gegen den eigentlichen Kern des Sonnenflecks verschoben, so nehmen die metallischen Linien successive an Breite zu. Geht der Spalt über Penumbra und Kern zugleich, so sind die Linien auf dem Kern am breitesten, werden über der Penumbra immer schmaler und laufen endlich spitz aus. Hieraus ergiebt sich also, dass die absorbirend wirkende Schicht, welche diese Erbreiterung der Linie er-

Fig. 27.



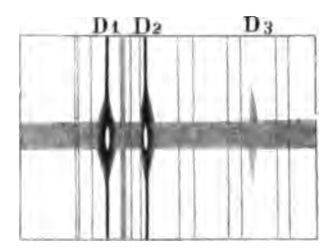
Erbreiterung der *D*-Linien im Spectrum des Sonnenflecks.

zeugt, mit der Annäherung an den Kern an Dicke oder an Dichtigkeit zunimmt. Ausser diesen charakteristischen Veränderungen, welche die Linien erleiden, ändert sich nach Secchi auch die relative Helligkeit der einzelnen Theile des Spectrums, besonders im Roth, im Gelb und im Grün. Es bilden sich dunkle Bänder, namentlich zwischen den Linien *B* und *C* und in der Nachbarschaft von *D*. Eine sehr merkwürdige Erscheinung, die auch Secchi gesehen hat, besteht darin, dass man bisweilen in dem Spectrum des Kerns eines Flecks die beiden Natriumlinien D_1 und D_2 umgekehrt, also hell sieht, wie es die

nach einer am 22. September 1870 gemachten Beobachtung von YOUNG gezeichnete *Fig. 28* zu erkennen giebt; gleichzeitig sieht man dann noch die Linien C und F, oft auch D_3 und noch sonstige Linien, z. B. $H\gamma$ (2796 K.), b_3, b_1, b_2, b_4; 1474 K. u. s. w. glänzend. Die Ursache dieser Erscheinung liegt nach SECCHI darin, dass zu solchen Zeiten grosse und intensiv leuchtende Protuberanzen sich über den Fleck ausbreiten und die hellen Linien dieser letzteren die dunklen des Flecks überstrahlen und in helle umkehren.

LOCKYER fand bei einem Fleck, den er am 20. Februar 1869 beobachtete, dass sowohl die *Magnesium-*, als auch die *Bariumlinien* eine Erbreiterung erleiden, und stimmt mit SECCHI darin überein, dass diese Verstärkung der FRAUNHOFER'schen Linien, wie sie im Spectrum der Flecke vorkommen, von einer vermehrten Absorption derjenigen Materien herrühre, welche die Flecke bilden, und dass im Allgemeinen die Flecke *Vertiefungen* in der Oberfläche des Sonnenkörpers sind, *ausgefüllt* mit verdichteten Massen derjenigen Substanzen (Eisen, Calcium, Barium, Magnesium, Natrium, Wasserstoff), deren Linien im Spectrum eine Erbreiterung und grössere Verdunkelung erleiden, und *überragt* von dem leichteren Wasserstoffgase.

Fig. 28.



Umkehr der D-Linien, nach Young.

Endlich hat auch Professor C. A. YOUNG in Princeton (N. J., U. St. America) bei einer am 9. April 1870 angestellten spectroskopischen Untersuchung einer grossen Fleckengruppe gefunden, dass die Wasserstofflinien C und F auf dem Kerne umgekehrt wurden und leuchtend erschienen.

C war sehr hell, *F* weit schwächer; die übrigen Wasserstofflinien $H\gamma$ (2796 K.) und $H\delta$ oder *h* (3365,5 K.) wurden nicht umgekehrt, schienen jedoch etwas feiner zu sein. Ebenso fand er, dass viele dunkle Linien sich erbreitert hatten und dunkler waren, andere dagegen sich nicht verändert hatten. Zu den letzteren gehörten *a*, *B*, *E*, 1472 (K.), die Linien · *b*, 1691 (K.) und *G*. Die beiden Natriumlinien D_1 und D_2, sowie 850 (Eisen) waren deutlich, wenn auch nicht bedeutend erbreitert.

Am meisten zeigten sich folgende Linien von der verstärkten Absorption der Fleckenmaterie afficirt: 864 *(Ca)*, 877 *(Fe?)*, 885 *(Ca)*, 895 *(Ca)*, 1580 *(Ti)*, 1589 *(Ti)*, 1627 *(Ca)* und 1629 *(Ti)*. Die Titanlinien, welche nach ANGSTRÖM's Atlas identificirt wurden, traten besonders stark hervor, was um so bemerkenswerther ist, als sie im gewöhnlichen Sonnenspectrum nicht bemerkbar sind; ähnliches gilt auch von den Calciumlinien.

Im October 1877 wurde auf der Sternwarte zu Greenwich ein Sonnenfleck spectroskopisch beobachtet, der eine aussergewöhnliche Anzahl von Veränderungen der Spectrallinien zeigte, wie folgende Tabelle angiebt.

Element	Zahl der beobachteten Linien	Charakter der Veränderung
Calcium	12	Sehr viel dunkler. Nahe von doppelter Breite.
Natrium	2	Sehr viel dunkler. Die zwei Linien fast über dem Kern zusammen.
Titanium	11	Sehr viel dunkler. Nahe doppelt breit.
Eisen	30	Breiter und dunkler.
Barium	4	Etwa doppelt so dunkel und breit.
Magnesium	4	Breiter und dunkler.

Element	Zahl der beobachteten Linien	Charakter der Veränderung
Nickel	6	Etwas dunkler. Halb so breit als sonst.
Chrom	3	Etwas dunkler und breit.
Wasserstoff	3	Viel matter und weniger bestimmt, umgekehrt in der Nachbarschaft nördlich vom Centrum wie am 5. November.
Corona-Linie	1	Viel schwächer über dem Fleck.
D_3	1	Nicht gesehen, weder hell noch dunkel.
Tellur. Banden	1	Band α breiter und dunkler.

Ausser der Zunahme und Breite der Linien wurden auch Verschiebungen derselben gegen das rothe und blaue Ende bemerkt, besonders bei den *F*- und *D*-Linien. Am 31. October erschien die *F*-Linie; der Theil über der nachfolgenden Hälfte des Flecks war gegen das rothe, der andere gegen das blaue Ende verschoben. An dem dunkelsten Theile des Flecks waren die *D*-Linien an der rothen Seite verbreitert um die Hälfte des Zwischenraumes D_1 bis D_2, während die brechbare Seite scharf und nicht merklich verschoben war. Der Fleck wurde (nach wolkigem Wetter) zuerst am 30. October gesehen, als er auf der Scheibe weit vorgerückt war, und Photographien wurden erhalten am 30. und 31. October, am 1., 2., 3., 4. und 5. November, während welcher Periode er nur geringe Veränderung erlitt, ausser dass eine Gruppe kleiner Flecke, die ihm nahe folgten, sich am 5. November vereinigt hatten und nur eine Gruppe von Fackeln hinterliessen, welche am 8. November nahe am Rande gesehen wurden.

Eine merkwürdige Thatsache ist die, dass gelegentlich in dem Spectrum eines Sonnenflecks Linien auftreten, welche im Spectrum der Sonne selbst nicht wahrzunehmen

sind. Vogel hat die Vermuthung ausgesprochen, dass dieses, sowie die einseitige Verbreiterung einiger Linien, vielleicht dahin deute, dass die Temperatur über den Flecken so weit erniedrigt wäre, dass einige der Elemente vorübergehend chemische Verbindungen eingehen. Eine ähnliche Ansicht hat auch Young ausgesprochen, wobei er bemerkt, dass nach der Beobachtung von Schuster vorzugsweise die Spectra nicht elementarer Stoffe durch derartige, einseitig verschwommene Streifen charakterisirt sind. Die Spectra der Sonnenfackeln zeigen keine wesentliche Abweichung von denjenigen der benachbarten Theile der Sonnenoberfläche, doch sind sie natürlich heller. Bei einigen Fackeln ist jedoch die F-Linie etwas gegen Violett hin erbreitert.

Die bisherigen Resultate der Spectralbeobachtungen, so wichtig und gehaltreich sie auch sind, stehen doch noch zu vereinzelt und ohne den nöthigen Zusammenhang mit den Ergebnissen der teleskopischen Beobachtungen der Flecke und Fackeln da, um ein vollständiges Material für die Erklärung der Natur dieser Gebilde abzugeben. So viel aber dürfen wir mit einiger Sicherheit schon jetzt schliessen, dass die Erscheinung der Erbreiterung und des Dunklerwerdens der Fraunhofer'schen Linien, sowie das Auftreten von neuen dunklen Banden in dem Spectrum des Kerns nur *von einer verstärkten Absorption seitens derjenigen Materien herrührt, welche den Fleck ausmachen.*

Indem das weisse Licht des Sonnenkerns, welches bereits in der absorbirenden Schicht eine Absorption erlitten hat, durch die Materie eines Sonnenflecks hindurchgeht, erleidet es nochmals eine theilweise Absorption von denjenigen Stoffen, die vorzugsweise und in grösserer Menge in dem Fleck enthalten sind. Da nun die Cal-

cium- und die Eisenlinien des Fleckenspectrums besonders stark, die Natriumlinien in geringerem Grade und noch weniger die Magnesiumlinien afficirt erscheinen, so kann man schliessen, dass die den Sonnenfleck bildende Substanz vorzugsweise aus Dämpfen von Calcium, Eisen, Titan, Natrium, Barium und Magnesium zusammengesetzt ist, dass jedoch diese Stoffe in verschieden dicken Schichten und in sehr verschiedenen Verhältnissen daselbst vorkommen.

Dass das Wasserstoffgas bei den Flecken eine Hauptrolle spielt, zeigt das Spectrum auf die unzweideutigste Weise. In denjenigen Theilen, welche dem Kerne dicht anliegen, also in der Brücke, wo eine solche vorhanden ist, und in dem Halbschatten tritt die Einwirkung der Wasserstofflinien am entschiedensten auf. In dem Spectrum der Brücke (Nr. 1) erscheinen diese drei charakteristischen Linien $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$ als *hellglänzend;* in dem Spectrum des Halbschattens (Nr. 3) fehlen sie oft ganz und in dem Spectrum der reinen Sonnenscheibe und des Kerns (Nr. 2) treten sie als die bekannten dunklen FRAUNHOFER'schen Linien C, F, nahe G auf.

Die Erklärung dieser Erscheinung ergiebt sich durch die Annahme, dass von Zeit zu Zeit aus dem Innern des glühenden Sonnenkerns Wasserstoffgas nach aussen hervorbricht. Wegen seiner grossen Leichtigkeit wird sich dieses Gas in ungeheuren Flammensäulen (Protuberanzen) über die absorbirende Dampfschicht der Photosphäre erheben, bald darauf aber infolge der durch die Expansion entstehenden Abkühlung chemische Verbindungen mannigfaltiger Art, insbesondere mit dem Sauerstoff eingehen und dann theils unverbunden nach den Seiten hin abfliessen, theils in seiner Verbindung mit dem Sauerstoff (Wasserdampf) und mit den anderen Stoffen der Sonne gasige oder

dampfförmige Massen darstellen, welche sowohl ihrer Natur nach als infolge fortwährender Abkühlung dichter sind als das Wasserstoffgas, und durch ihre Schwere *niedersinken.* Dass der aufsteigende Gasstrom eine Menge von solchen Stoffen, die im Sonnenkern und in der absorbirenden Dampfschicht (der Photosphäre) vorhanden sind, mit sich fortreisse und in die Höhe führe, ist natürlich; wenn diese Substanzen selbst glühend in dem glühenden Wasserstoffgase in hinreichender Menge vorhanden sind, werden wir ihre charakteristischen Linien als helle leuchtende Linien in dem Spectrum der Flammensäulen wahrnehmen können. In der That sind derartige Linien zugleich mit den hellen Linien des Wasserstoffs während der Sonnenfinsternisse in den Protuberanzen, von denen später die Rede sein wird, beobachtet worden, und werden jetzt täglich bei Sonnenschein, zuweilen in grosser Zahl, auf der Sonnenscheibe wahrgenommen.

Wenn die Heftigkeit der Gaseruption nachgelassen hat, dampfförmige Niederschläge mannigfacher Art erfolgen und vielleicht chemische Verbindungen ihr Spiel beginnen, so tritt die Bildung des Flecks ein. Die schweren Theile dieser Niederschläge sinken nieder und bilden an den Stellen der grössten Verdichtung den *Kern* eines Flecks, an den weniger dichten Randtheilen desselben den *Halbschatten.* Aber auch der dampfförmige Kern lässt, ungeachtet er uns fast schwarz erscheint, noch eine Fülle des Sonnenlichtes hindurch, ja nach begründeten Vermuthungen strahlt ein schwarzer Kernfleck immer noch viertausendmal so viel Licht aus als eine gleich grosse Fläche des Vollmondes. Die Resultate der Spectralanalyse sind damit im Einklange, denn auch der schwärzeste Kern giebt noch ein Spectrum mit allen Einzelheiten des vollen Sonnenlichtes.

Wo der Fleck von den darüber hinfluthenden photosphärischen Massen durchbrochen wird, bildet sich eine sogenannte *Brücke*, ein hellleuchtender Streifen, welcher den Fleck und den Halbschatten durchsetzt. Die Lichtstrahlen des glühenden Wasserstoffs, welcher aus den benachbarten Theilen der Brücke, an den Rändern des Flecks ausströmt und sich über die absorbirende Schicht der Brücke ergiesst, werden nicht weiter absorbirt und überstrahlen die dunklen FRAUNHOFER'schen Linien *C*, *F*, nahe *G*; diese Linien werden daher in dem Spectrum der Brücke (Nr. 1) aus dunklen in helle umgekehrt. In dem Kerne des Flecks ist der freie Wasserstoff nicht mehr in hinreichender Fülle vorhanden und auch die Temperatur ist zu gering, als dass seine Linien $H\alpha$, β, γ die dunklen FRAUNHOFER'schen Linien *C*, *F*, nahe *G* zu überstrahlen oder auch nur erheblich zu schwächen vermöchten; dagegen reicht die Lichtfülle und die Temperatur des Wasserstoffs in den zum Halbschatten gehörigen Theilen noch hin, dass seine drei hellen Linien, mit den genannten dunklen Linien *C*, *F*, nahe *G* coincidirend, diese bis zur Intensität der benachbarten Lichtregionen des Spectrums aufhellen und daher unsichtbar machen. In dem Spectrum der Brücke (1) erscheinen daher diese Linien meist hell, in dem des Kerns (2) bleiben sie dunkel, in dem des Halbschattens fehlen sie oft ganz.

Die verschieden grosse Veränderung, welche die Linien des Wasserstoffs, des Magnesiums und des Natriums, des Calciums und des Eisens in dem Spectrum des Kerns erleiden, scheint anzuzeigen, dass in den wolkenartigen und dampfförmigen Gebilden, die den Fleck ausmachen, die neuen Verbindungen sich nach Massgabe ihrer specifischen Schwere in verschiedenen Schichten übereinander lagern.

Das Wasserstoffgas nimmt danach die höchste Stelle ein; Wasserdampf, Magnesium und Natrium folgen in dünneren Schichten darunter; die schwereren Calcium-, Titan- und Eisendämpfe bilden die tiefere und dickere Schicht, die Basis des Flecks.

Die Bildung eines Flecks wird hiernach einer Wasserstofferuption bald nachfolgen; der Fleck selbst ist eine dichte, wolkige, vielleicht breiartige, mannigfach zusammengesetzte glühende Masse, welche durch ihre Schwere in die den äusseren Theil des Sonnenkörpers ausmachende Photosphäre auf eine gewisse Tiefe hineinsinkt, das Licht der noch darunter befindlichen Photosphäre theilweise zurückhält und daher sich für unsern Anblick als dunkle Masse auf der Sonnenscheibe projicirt, wie selbst das ungemein intensive Licht des im Knallgase weissglühenden Kalkes, das Drummond'sche Licht, gegen die Sonne gesehen, uns schwarz erscheint.

Die ungeheuren Dimensionen, welche diese dichten Dampfmassen zuweilen nach allen Richtungen hin einnehmen, lassen ihre relative Beständigkeit, welche nicht selten während mehrerer Sonnenumdrehungen andauert, erklärlich finden. Für ihren Untergang können wir theils das Hineinströmen der photosphärischen Massen in die Tiefe des Flecks, theils das völlige Versinken der Dämpfe in die tieferen Regionen des Sonnenkerns hinein und infolge übergrosser Erhitzung die dadurch herbeigeführte neue Dissociation der Verbindungen in die einzelnen Elemente als Ursache annehmen.

Wir sind weit davon entfernt, in den vorstehenden Gedanken eine alle Erscheinungen der Sonnenflecke umfassende Erklärung finden zu wollen. Wenn es gewiss von höchstem Interesse für uns ist, die physische Natur des-

jenigen Himmelskörpers näher kennen zu lernen, der uns Licht, Wärme, Bewegung und Leben giebt, so müssen wir uns anderseits doch sehr hüten, dasjenige für Wahrheit und Wirklichkeit zu halten, was zunächst nur das Resultat unserer Combinationen ist, und dieses um so mehr, wenn unsere Speculationen nur auf Beobachtungen beruhen, die vereinzelt dastehen und des Zusammenhanges mit dem grossen Ganzen, zu welchem sie gehören, noch entbehren. Die soeben entwickelten, aphoristisch dargestellten Ideen sollen daher auch nur dazu beitragen, die bisherigen Resultate der Spectralbeobachtungen einigermassen zu erläutern, dieselben auf eine ungezwungene Weise zu interpretiren und mit den nachfolgenden Ergebnissen der Sonnenfinsternisse seit 1868 in Zusammenhang zu bringen.

9. Sonnenfinsternisse.

Die Ursache, dass unsere Kenntnisse von der Natur der Sonne noch so lückenhaft sind und dass selbst heute zwischen fast diametral gegenüberstehenden Ansichten noch nicht mit völliger Gewissheit entschieden werden kann, liegt zum grossen Theile darin, dass das blendende Licht der Sonnenoberfläche oder der Photosphäre für gewöhnlich die übrigen leuchtenden Theile, die in der Umgebung des Sonnenrandes vorhanden sind, überstrahlen und diese daher auch in den stärksten Fernrohren unsichtbar bleiben. Ein Abblenden der Sonnenstrahlen durch Zwischenschieben einer undurchsichtigen Scheibe führt nicht zum Ziele, weil das *diffuse Tageslicht* dadurch nicht beseitigt werden kann und dieses ebenfalls gegenüber dem schwachen Lichte der Sonnenumgebung zu intensiv ist. Anders stellt sich die Sache während der Dauer einer *totalen Sonnenfinsterniss,*

wo der Mond die ganze Sonnenscheibe bedeckt und gewisse Strecken der Erdoberfläche in seinen Schattenkegel einhüllt. Dem von dem Lichte des Tages nicht mehr behinderten Beobachter zeigt sich dann in der Umgebung der Sonne eine Reihe von Einzelheiten, die er sonst nicht wahrzunehmen vermag und deren Erkenntniss vorzugsweise geeignet ist, über die Natur und die physische Beschaffenheit der Sonne Licht zu verbreiten.

Wenn im Beginne einer totalen Sonnenfinsterniss der Mond auf seinem Laufe von *West nach Ost* vor die Sonnenscheibe tritt, so bemerkt der Beobachter bei directem Sehen den Eintritt der Mondscheibe auf der westlichen (d. h. rechten) Seite der Sonne; bedient er sich dabei eines astronomischen Fernrohrs, so erscheint das Bild darin umgekehrt und die Verfinsterung beginnt scheinbar auf der linken Seite. Bleiben wir bei dem ersteren Falle, so rückt der Mond von West nach Ost vor der Sonnenscheibe weiter und die Verfinsterung nimmt zu, bis der Mond in gewissen Fällen mit seinem voranschreitenden östlichen Rande die ganze Sonne bedeckt und auch die letzten Strahlen auf der Ostseite der Sonne verschwinden. Zwischen diesem Momente, dem Beginne der *totalen* Finsterniss, und demjenigen, wo der nachfolgende westliche Rand des Mondes die Westseite der Sonne berührt und gleich darauf die ersten Strahlen wieder auf der Westseite der Sonne hervorbrechen, liegen oft nur wenige Minuten. Aber um ihrerwillen rüsten die Nationen umfangreiche und kostspielige Expeditionen aus und die ganze gelehrte und gebildete Welt folgt ihnen mit Spannung, einestheils, weil sie ein kostbares Material für die Erforschung unseres Centralkörpers verheissen, anderntheils, weil die Hebung dieses Schatzes eine Frage des Wetters ist und ein kurzer

Wolkenschleier oder ein flüchtiger Nebelstreif alle
wandten Mühen und Kosten vereiteln kann.

Wir wollen uns nicht durch eine Schilderun
jenigen Veränderungen aufhalten, die während de
schreitens der Finsterniss in dem landschaftlichen
vor sich gehen, noch des tiefen Eindrucks Erwä
thun, welchen das plötzliche Verschwinden des
Sonnenstrahls und das eben so plötzliche Wiedererse
des Lichtes auf die Menschen und Thiere macht.*

Der Durchmesser des Schattenkegels, welche
Mond nach der Erde zu wirft, beträgt an der Stel
er die Erdoberfläche trifft, zu dieser Zeit für die Aeq
gegenden nur etwa dreissig deutsche Meilen, aber
Schatten bleibt auf der Erdoberfläche nicht stehen.
einem etwas erhöhten Standorte sieht man den Sch
kegel des Mondes mit rasender Geschwindigkeit l
kommen, und das Gefühl, als ob ein materieller G
stand, wie ein ungeheurer Rauch, über die Erdober
fortstürme, erfüllt den minder eingeweihten Zuschaue
Angst und Schrecken. Wenige Augenblicke vor de
ginne der Totalität werden die helleren Sterne sic
und der scharf begrenzte schwarze Mondrand zeig
allseitig von einem meist niedrigen, aber sehr b
silberweissen Ringe oder Lichthofe, der sogenannte
rona, umgeben. Von der Corona aus gehen nach
Richtungen hin in Höhe und Breite unregelmä
wenig leuchtende Strahlenbündel, welche die
Mondscheibe wie mit einem Heiligenschein umgeben;
pflegt diesen *Strahlenkranz* wohl auch die *Glorie* (g
aigrettes) zu nennen.

* Ueber diese Einzelheiten s. Secchi-Schellen: „Die Sonne."
schweig, G. Westermann, 1872.

Fig. 44 auf Seite 107 giebt ein von Dr. B. A. Gould mit höchster Sorgfalt angefertigtes Bild der totalen Sonnenfinsterniss vom 7. August 1869, wie es sich in *Des Moines* (Nordamerika) dem unbewaffneten Auge des Beobachters darbot.

Wenn die Totalität der Finsterniss eingetreten ist, sieht man an verschiedenen Stellen dicht am Mondrande entweder einzeln oder zu unregelmässigen Conglomeraten zusammengedrängt, wolkenartige Massen von rosenrother oder blasskorallenrother Färbung, die *Protuberanzen*. Sie durchsetzen in den wunderlichsten Formen die Corona, bald als einzelne Auswüchse von ungeheurer Höhe, bald als niedrige, aber weit am Mondrande hin verlaufende Anschwellungen. Die ersten Protuberanzen gewahrt man in der Regel auf der östlichen (linken) Seite der Sonne, wo im Anfange der Totalität der Mond den Sonnenrand nur eben berührt und die nächste Umgebung der Sonne noch unbefleckt ist; in dem Masse, wie der Mond nach Osten (O) hin fortrückt, werden dann auch die westlichen Theile (W) der Sonnenumgebung frei, und es treten dann auch hier die Protuberanzen in grösserer Zahl und in deutlich ausgeprägter Entwickelung hervor.

Die früheste Erwähnung der Corona bei totalen Sonnenfinsternissen findet sich bei Plutarch, der die trotz der vollständigen Bedeckung der Sonne noch verbleibende Helligkeit sehr richtig dem hellen Lichtkranze um die schwarze Scheibe zuschreibt. Später erwähnt Muratori die Corona bei einer Sonnenfinsterniss im Jahre 1239 und fügt seiner Beschreibung sogar bei, dass man in der Nähe des bedeckten Sonnenrandes eine feurige Oeffnung gesehen habe, was auf eine grosse Protuberanz deutet. Auch Clavius erwähnt die Corona bei der Sonnenfinsterniss,

die er am 21. August 1560 zu Coimbra beobachtete. Die früheste bestimmte Wahrnehmung einer Protuberanz machte STANNYAN aus Bern bei der totalen Sonnenfinsterniss vom 12. Mai 1706, später beschrieb VASSENIUS aus Gothenburg in seinem Bericht über die Finsterniss von 1733 vier röthliche Flecke von wolkenartiger Gestalt, die bei der Totalität ausserhalb des Mondrandes sichtbar waren.

Es unterliegt gegenwärtig keinem Zweifel mehr, dass diese merkwürdigen Gebilde der Sonne angehören und grossartige Anhäufungen einer glühenden *gasigen* Materie sind, von welcher der ganze Sonnenkörper umgeben ist; es kann daher nicht auffallen, dass sie während der kurzen Dauer einer Finsterniss unter den Augen des Beobachters ihre Form verändern; um so mehr Erstaunen erregt die ungeheure Höhe, bis zu welcher diese Gassäulen über den Sonnenrand hinaus aufwachsen können, eine Höhe, die für einzelne derselben mehr als 20000 deutsche Meilen beträgt.

10. Photographische Bilder der Sonnenfinsterniss.

Ausser den für astronomische Zwecke, insbesondere zur genaueren Ermittelung der Durchmesser von Sonne und Mond und der Richtung des Mondlaufes wichtigen Beobachtungen der Zeit des 1., 2., 3. und 4. Contactes, nehmen während einer totalen Sonnenfinsterniss die *Corona* nebst *Strahlenkranz* und vor Allem die *Protuberanzen* die Astronomen in Anspruch. Das Hülfsmittel der Beobachtung war früher ausschliesslich das Fernrohr; bei der grossen Sonnenfinsterniss vom 28. Juli 1851 wurde zuerst von BUSCH am Königsberger Heliometer, dann und mit grösserem Erfolge 1860 in Spanien an zwei verschiedenen

Orten von P. Secchi und Warren de la Rue die *Photographie* angewandt.

Da die *photographischen* Aufnahmen der Sonne mittels eines Teleskops während der verschiedenen Perioden ihrer Verfinsterung nicht bloss die einzelnen dabei auftretenden Erscheinungen treu wiedergeben, sondern auch, wenn ihrer mehrere nach einander und an verschiedenen, nicht sehr nahe gelegenen Orten aufgenommen werden, ein deutliches Bild des ganzen Verlaufes der Finsterniss und der während der Totalität eingetretenen Veränderungen liefern, so werden die photographischen Apparate in Zukunft bei allen bedeutenderen Verfinsterungen eine hervorragende Rolle spielen.

Im Wesentlichen bestehen alle Vorrichtungen dieser Art aus drei Theilen: 1) einem astronomischen Fernrohre; 2) einem Uhrwerke, um das teleskopische Rohr in einer der Umdrehung der Erde entgegengesetzten Richtung der Art zu bewegen, dass ein an das Fadenkreuz oder in die Achse des Instrumentes eingestellter Stern ungeachtet der Drehung der Erde diese Stellung im Rohre nicht verlässt, und dass dieses Rohr ohne Zuthun des Beobachters der scheinbaren Bewegung des Sterns oder irgend eines andern Objects am Himmel genau folgt; 3) dem photographischen Zubehör, welches sich für das Instrument auf eine Vorrichtung beschränkt, die geeignet ist, die Cassette mit den auf die gewöhnliche Weise präparirten Glasplatten an derjenigen Stelle aufzunehmen, wo sonst im Teleskope das von dem Objective erzeugte Bild durch das Ocular direct angeschaut wird, und die einen Mechanismus enthält, um das Sonnenlicht nach Belieben nur einen kleinen Bruchtheil einer Secunde oder mehrere Secunden lang auf die präparirte Glasplatte einwirken zu lassen.

Je nachdem das Teleskop ein *Reflector* oder ein *Refractor* ist, das Objectiv also aus einem Spiegel oder einer Glaslinse besteht, befindet sich der photographische Theil am oberen oder am unteren Ende des Tubus.

Die *Fig. 29* zeigt das von JOHN BROWNING in London für das indische Gouvernement angefertigte photographische Spiegelteleskop, mit welchem Major TENNANT zu Guntoor die Sonnenfinsterniss vom 18. August 1868 photographisch aufgenommen hat. Auf dem Boden des Rohres *AA*, welches aus drei eisernen, durch zwei Flanschen *CC* mit einander verbundenen eisernen Röhren besteht, ist der versilberte Hohlspiegel *B* von Glas, *Fig. 30*, so eingesetzt, dass man mit Hülfe von zwei nach aussen hervorragenden Schrauben ihm leicht diejenige richtige Stellung geben kann, bei welcher die von ihm nach dem Planspiegel *mn* und von diesem nach dem seitlichen Rohre *R* reflectirten Lichtstrahlen sich an der Oeffnung von *R* zu einem kleinen scharfen Bilde des beobachteten Gegenstandes, z. B. der Sonne, vereinigen.

Das Teleskop *AA* ist auf der sogenannten *Declinationsachse* befestigt und am Ende dieser letzteren durch ein Gegengewicht *D* contrabalancirt. Der Declinationskreis befindet sich zunächst dem Gewichte *D*. *E* ist der auf der Polarachse *GG* befestigte *Stundenkreis;* derselbe giebt auf dem festen Nonius *H* die *gerade Aufsteigung* (Rectascension) an. Da die untere Seite dieses Kreises über drei Frictionsrollen läuft, von denen zwei in der Figur sichtbar sind, so ist die Reibung dieser der Erdachse parallelen Polarachse so gering, dass zur Bewegung derjenigen Theile des Instrumentes, welche bewegt werden müssen und die zusammen gegen fünf Centner wiegen, ein Gewicht von neun Pfund, das beim Punkte *H* an die Declinationsachse

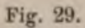
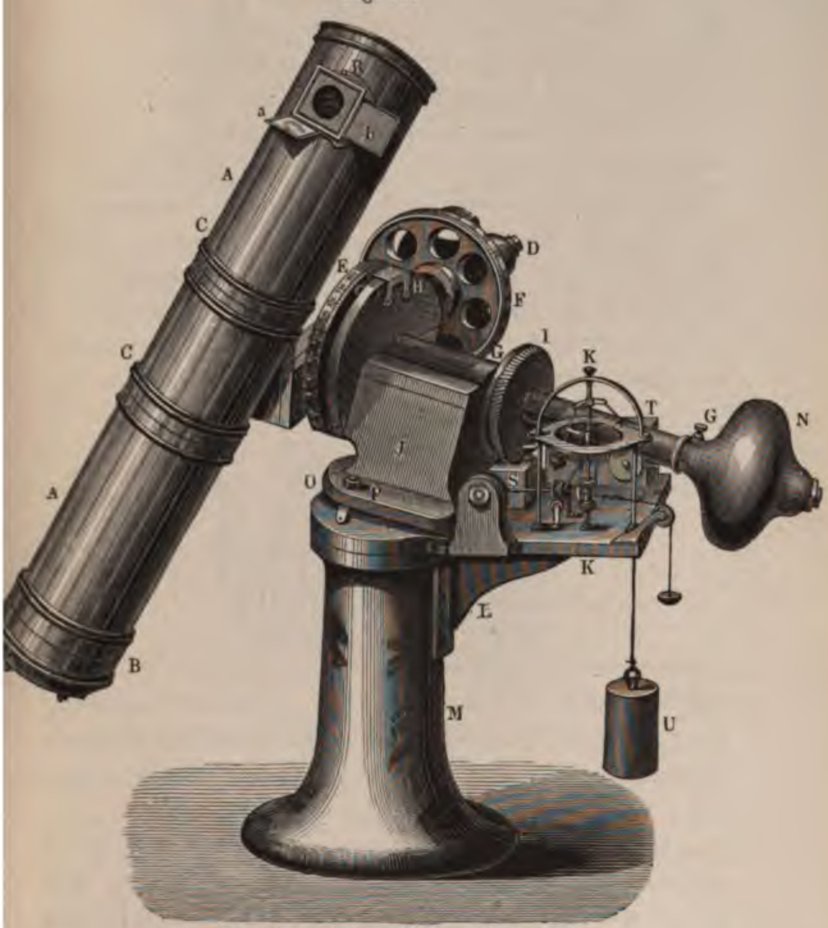


Fig. 29.

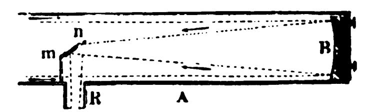


Browning's photographisches Teleskop.

angehängt ist, ausreicht. Das Gewicht des Teleskops und seines Gegengewichtes *D*, sowie das des Kreises *E* und des damit in Verbindung stehenden Triebwerkes wird durch das am Ende der Polarachse angebrachte Gewicht *N* im

Gleichgewichte gehalten. Diese Achse *GG* trägt das Triebrad *I* von Kanonenmetall, welches durch eine darunter liegende stählerne Schraube ohne Ende in Bewegung gesetzt wird; das Achsenlager *S* dieser Schraube kann seitlich verschoben und dadurch die Schraube selbst nach Belieben in die Zähne des Triebrades *I* eingerückt oder daraus entfernt werden; letzteres geschieht, um das Teleskop mit der Hand in jeder beliebigen Richtung drehen und auf den zu beobachtenden Gegenstand einstellen zu können. Wenn, nachdem dies geschehen ist, die Schraube *S* in das Zahnrad *I* eingerückt wird, dreht sich das Teleskop nur unter dem Einflusse des Uhrwerkes, welches in einem

Fig. 30.



Gang der Lichtstrahlen im Teleskope.

viereckigen Kasten *T* von Bronze eingeschlossen ist, durch das Gewicht *U* getrieben und durch einen Centrifugalregulator *K* regulirt wird und ausschliesslich auf die Schraube ohne Ende und damit auf das Triebrad *I* und die Polarachse *GG* einwirkt.

Wie *Fig. 30* zeigt, werden die in paralleler Richtung auf den Hohlspiegel *B* von 9$^1/_2$ Zoll Durchmesser auffallenden Sonnenstrahlen so reflectirt, dass sie sich in einer Entfernung von 5 Fuss 9 Zoll (Brennweite) vereinigen würden. Vor diesem Brennpunkte aber steht der Diagonalspiegel *mn*, der die convergirenden Strahlen seitwärts reflectirt und in das Ocularrohr *R* bringt. Die Strahlen vereinigen sich etwas ausserhalb des Rohres *R* zu einem

Punkte, wenn der leuchtende Gegenstand ein Punkt, oder nur sehr wenig grösser als ein Punkt ist; da aber der Durchmesser der Sonne unter einem Winkel von ungefähr 32 Minuten erscheint, so ist das Bild derselben im Brennpunkte etwas grösser als $^3/_4$ Zoll.

Das Ocularrohr *R* dient zur Aufnahme des photographischen Theiles und enthält zu diesem Zwecke zunächst ein Rohr *c*, *Fig. 31*, welches sich mit Hülfe von zwei Federn *f* ganz genau anschliessend und ohne Licht

Fig. 31.





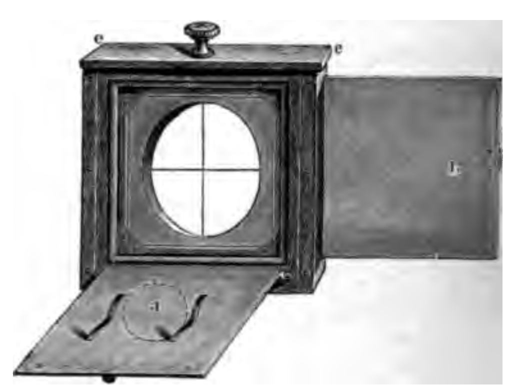
Ocular des photographischen Teleskops.

oder Staub durchzulassen vermittels der starken Schraube *d* hin- und herschieben lässt. Auf den Kopf dieses innern Rohres *c* wird die Cassette *ee*, *Fig. 32*, mit der empfindlich gemachten Platte zur Aufnahme des photographischen Bildes aufgesteckt. Die Einrichtung dieser letzteren ist aus der Figur leicht zu erkennen. Nachdem der undurchsichtige Schieber *b* einwärts geschoben ist und damit die vier feinen Silberfäden bedeckt sind, wird die präparirte Platte auf die vier in den Ecken befindlichen silbernen Plättchen gelegt und die Thür *a* geschlossen. Die Cassette

wird dann auf den Kopf von *c*, *Fig. 31*, gesteckt, der Schieber *b* zurückgezogen und so die Platte der Einwirkung des Lichtes ausgesetzt. Nach erfolgtem Exponiren wird *b* wieder eingeschoben, die Cassette abgenommen und eine andere mittlerweile präparirte Platte nebst neuer Cassette auf das Teleskop aufgesetzt.

Um die Operationen während der kurzen Dauer der Verfinsterung nicht aufzuhalten, waren bei der Aufnahme

Fig. 32.



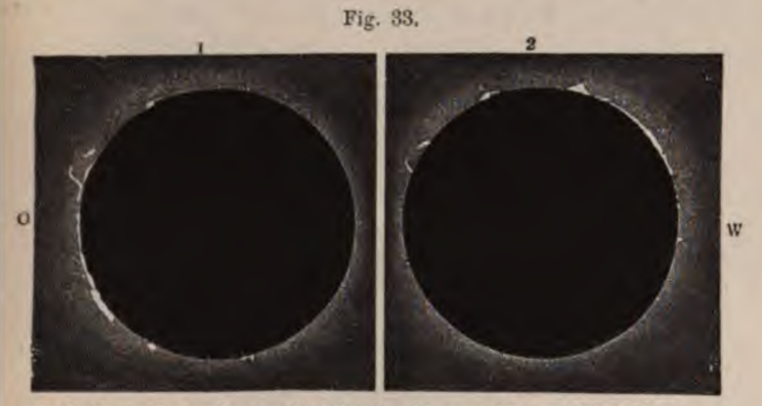
Cassette des photographischen Teleskops.

der Sonnenfinsterniss sechs Cassetten mit eben so vielen Platten vorhanden. Das Kreuz, welches die vier Silberfäden auf jeder Platte abzeichnete, und das dazu diente, die genaue Lage der Sonnenachse auf jedem photographischen Bilde erkennen zu lassen, musste in voller Schärfe erscheinen; zu diesem Zwecke waren die Fäden nur $^1/_{100}$ Zoll von der präparirten Seite der Platte entfernt; dennoch musste der sehr dünne Schieber *b* sich mit völliger Sicherheit zwischen den Fäden und der Platte bewegen lassen, ohne den einen oder den anderen Theil zu berühren.

Durch vorhergängige Proben wurde der Brennpunkt für die Platten oder die Stelle, bis wie weit das Rohr *c* *(Fig. 31)* aus *RR* herausgeschraubt werden musste, ermittelt. Zu diesem Zwecke befand sich im Rücken der Thür *a* *(Fig. 29)* ein runder Schieber, der, wenn er geöffnet war, einen Einblick in die Cassette und auf das eingesetzte matte Glas gestattete.

Die beiden Abbildungen der *Fig. 33* sind getreue Copien der von de la Rue am 18. Juli 1860 zu Riva-

Fig. 33.



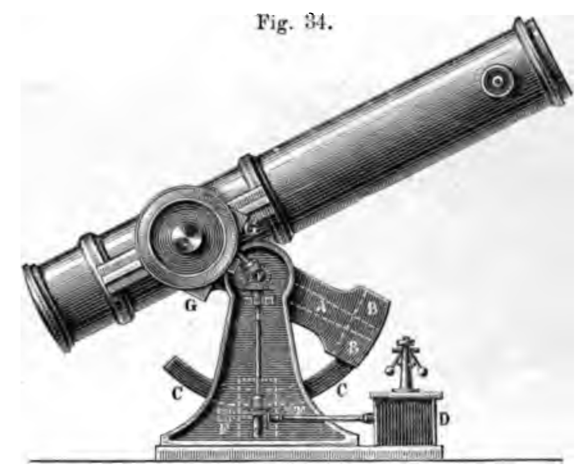
Totale Sonnenfinsterniss vom 18. Juli 1860. (Photographirt von Warren de la Rue.)

bellosa in Spanien aufgenommenen Photographien, von denen die erste das Stadium der Finsterniss um 3 Uhr 0 Minuten 40 Secunden, die zweite um 3 Uhr 3 Minuten 50 Secunden (Gr. m. Z.) darstellt. Die *Corona* erscheint rings um den tief schwarzen Mond nur eben in einem sanften Lichte; intensiver zeigen sich die *Protuberanzen* an verschiedenen Stellen in der Corona, und unter ihnen erreicht eine auf der oberen linken Seite, von de la Rue in der Form mit einem türkischen Säbel verglichen, die ganz ungeheure Höhe von 15 000 Meilen. Die strahlen-

förmige, von der Corona auslaufende *Glorie* erschien dem unbewaffneten Auge und im Teleskop von besonderer Schönheit, aber ihr Licht war zu schwach, als dass es einen photographischen Eindruck auf die exponirten Platten hätte ausüben können.

JOHN BROWNING hat auf Anregung von AIRY ein zu photographischen Aufnahmen von Sonnenfinsternissen dienendes Teleskop verfertigt, dessen Aufstellung so einge-

Fig. 34.



Browning's photographisches Universal-Aequatorial.

richtet ist, dass sie für alle geographischen Breiten vom Aequator bis zu den Polarkreisen und darüber hinaus benutzt werden kann. Dieses Universal-Aequatorial ist in *Fig. 34* dargestellt. Nach dem Vorhergehenden ist diese Zeichnung sofort verständlich. *A* ist die Polarachse, die an der Wiege *BB* befestigt ist, *CC* ein Bogen, der in jeder Lage mittels Schrauben geklemmt werden kann. Man kann daher unter jeder beliebigen Breite der Polarachse *A* diejenige Neigung gegen den Horizont geben,

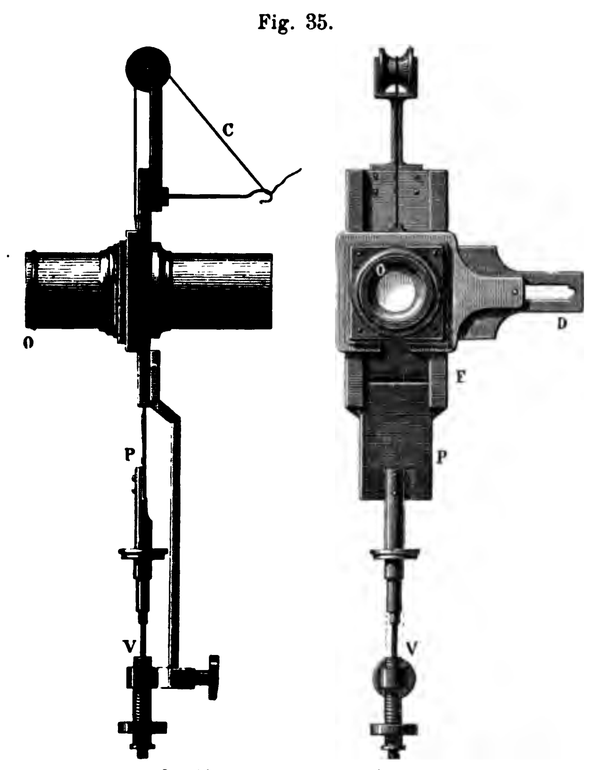
welche die Polhöhe des betreffenden Ortes erfordert. *D* ist endlich das Uhrwerk, welches das Instrument treibt, so dass das Sonnenbild unverrückt auf demselben Punkte der Platte verharrt.

Zur Aufnahme von photographischen Bildern der Sonne haben die Spiegelteleskope manche Unbequemlichkeit und man bedient sich deshalb gegenwärtig zu diesem Zwecke meist der Refractoren. Anfangs bot der Refractor freilich neue Schwierigkeiten, indem Fernrohre dieser Art nicht für die chemischen Strahlen achromatisirt sind, so dass also die Brennweite für die vorzugsweise photographisch wirksamen chemischen Strahlen eine andere ist als für die optisch wirksamen. Man hat diese Schwierigkeit gehoben, indem man besondere Objectivgläser construirte, welche die chemischen Strahlen in derselben Weise vereinigen, wie die gewöhnlichen Objective die optischen, oder indem man die beiden Linsen des gewöhnlichen Objectivs etwas von einander entfernte, oder indem man durch Versuche feststellte, bei welcher Stellung der Cassette die schönsten Bilder entstanden.

Fig. 35 zeigt das Ocular, welches Secchi behufs Photographirung am neunzolligen Refractor der Sternwarte des Collegium Romanum zu Rom anbringen liess. Dasselbe ist von Dallmayer in London angefertigt worden. Das aus achromatischen Linsen zusammengesetzte positive Ocular *O* dient dazu, das Bild zu erzeugen; *P* ist die mit einem Spalte *F* und etwas höher mit einem kreisförmigen Diaphragma versehene, in verticaler Richtung sich bewegende Platte. Die Platte *D* lässt sich in horizontaler Richtung verschieben; sie ist mit zwei Oeffnungen versehen, von denen die eine ganz frei, die andere aber von zwei unter rechten Winkeln gestellten Mikrometerfäden durchkreuzt ist. *V* ist

eine Feder von Kautschuk oder eine stählerne Spiralfeder, um die Platte *P*, wenn sie frei ist, in verticaler Richtung rasch herabzuziehen; *C* ist ein Faden, der die Platte bis zum Beginn der Operation hoch zu halten hat.

Fig. 35.



Secchi's photographisches Ocular.

Die ganze Vorrichtung wird nebst einer inwendig ganz geschwärzten Camera *R*, *Fig. 36*, auf den Kopf des Fernrohroculars *O* gesteckt. Letztere ist eine ganz gewöhnliche photographische Kammer, welche unten mit einem Falze zur Aufnahme der matten und collodionirten

Glasplatten versehen ist, und deren Dimensionen sich nach der Grösse der aufzunehmenden Bilder richten. Durch Herausschrauben des Oculars *O* lässt sich das Bild der Sonne auf einer an das Ende der Camera *R* einge-

Fig. 36.



Ocular mit photographischer Camera.

schobenen matten Glasscheibe scharf einstellen. Die photographische Operation geschieht in folgender Weise: Nachdem die Platte *P* so gestellt ist, dass die Lichtstrahlen das matte Glas treffen können, wird das Ocular wie beim gewöhnlichen Photographiren scharf eingestellt und die Platte *P* darauf so weit in die Höhe gezogen

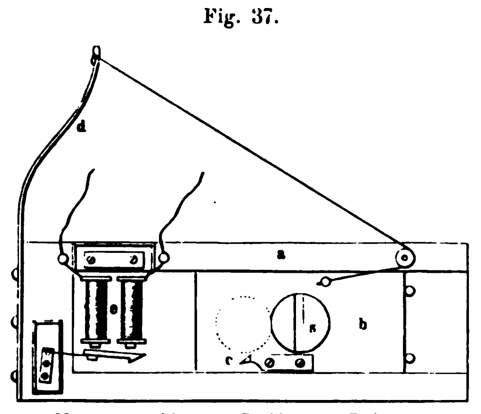
dass der Spalt *F* sich ganz über dem Lichtkegel befindet; in dieser Lage wird die Platte durch die Schnur *C* festgehalten. Nachdem dann an die Stelle des matten Glases die präparirte Platte eingeschoben worden ist, wird die Schnur durchschnitten; der Spalt *F* passirt nun unter Einwirkung der Feder *V* den Lichtkegel mit grosser Geschwindigkeit und die Lichtwirkung hat stattgefunden. Das Bild wird dann hervorgerufen und auf die gewöhnliche Weise fixirt.

Einer ähnlichen Vorrichtung haben sich Vogel und Lohse in Bothkamp zu fortlaufenden photographischen Aufnahmen der Sonne bedient. Der Durchmesser des in dem Brennpunkte des dortigen elfzolligen Refractors entstehenden Sonnenbildes beträgt ungefähr 50 mm. Dieses Bild wurde zunächst durch einen von Schröder verfertigten Vergrösserungsapparat so weit vergrössert, dass die erzeugten Photographien einen Durchmesser von 105 mm erhielten. Der angewandte Apparat besteht aus zwei achromatischen Linsen, von denen die vordere kleinere, die der photographischen Platte am nächsten liegt, eine Oeffnung von 30 mm und eine Brennweite von 102 mm, die andere grössere eine Oeffnung von 50 mm und eine Brennweite von 147 mm besitzt. Die Entfernung beider beträgt 136 mm. Die Linsen sind so combinirt, dass die vergrösserten Bilder möglichst frei von Verzerrung sind.

Die Camera obscura, die zu der photographischen Aufnahme der Sonne verwendet wurde, besteht aus zwei mit Hülfe einer Schraube in einander verschiebbaren Kästen, die der Leichtigkeit wegen aus Cedernholz gefertigt sind. Dieselbe wird mittels der Hülse des Vergrösserungsapparates, die zwei Gewinde trägt, von denen das eine links, das andere rechts geschnitten ist, an die gusseiserne, das

untere Ende des Fernrohrs verschliessende Platte geschraubt, welche auch zur Befestigung des Spectralapparates und des Ocular-Ansatzes dient. Innerhalb der Camera wird an der Fassung der oben erwähnten kleineren Linse der Moment-Verschluss angebracht. Dieser besteht, wie aus *Fig. 37* hervorgeht, aus einem länglichen Brettchen *a*, auf dem sich mit möglichst wenig Reibung ein Schlitten *b* bewegt, der eine spaltförmige Oeffnung *s* besitzt, deren Weite

Fig. 37.



Momentverschluss am Bothkamper Refractor.

verändert werden kann. Dieser Schlitten ist ebenfalls aus Holz gefertigt, jedoch auf der inneren Seite mit Blech belegt. Er trägt einen kleinen dreiseitig prismatischen Ansatz *c* von Messing, der sich, wenn man die Feder *d* spannt, in den Anker des Elektromagneten *e* einhaken lässt. In dieser Stellung verschliesst der untere Theil des Schlittens *b* die vordere Linse des Vergrösserungsapparates lichtdicht. Der Elektromagnet steht durch eine Drahtleitung mit einem galvanischen Elemente in Verbindung. Bei Schliessung des Stromes wird der Anker angezogen

und der Schlitten der Zugkraft der Feder ausgesetzt. Hierdurch wird bewirkt, dass der erwähnte Spalt vor einer in dem viereckigen Brettchen *a* befindlichen, der Grösse der vorderen Linse entsprechenden runden Oeffnung vorbeigezogen und auf diese Weise die empfindliche Platte den Strahlen der Sonne während der kurzen Zeit des Vorüberganges des Spaltes ausgesetzt wird. In der Stellung, in der der obere Theil des Schlittens die Linse wieder bedeckt, wird die Bewegung durch zwei Messingstifte aufgehoben.

Die Auslösung des Momentverschlusses auf elektrischem Wege zu bewerkstelligen, hat den Vorzug, dass Erschütterungen des Fernrohrs ganz vermieden werden. Auch lassen sich die Leitungsdrähte leicht lichtdicht in die Camera einführen.

Vogel und Lohse heben als wichtig hervor, dass der Momentverschluss im Innern des Fernrohres angebracht werde und, um die Dauer der Exposition möglichst abzukürzen, dahin zu verlegen sei, wo der Querschnitt des Strahlenkegels ein Minimum ist. Eine Verschlussvorrichtung am Objectiv ist ganz zu verwerfen. Besondere Erwähnung verdient noch eine Einrichtung der Cassette für die lichtempfindliche Platte, durch welche es möglich ist, die Richtung der täglichen Bewegung auf den Photographien mit grosser Schärfe anzugeben, ohne dass es nöthig wird, einen Draht im Brennpunkte des Fernrohrs auszuspannen und durch dessen Bild die Photographien zu entstellen. Die Einlage in der Cassette trägt zu diesem Zwecke an der bei der Exposition zu unterst befindlichen Seite zwei eingekittete Glasstäbchen, auf welche die photographische Platte mit einer gut plangeschliffenen Kante aufgesetzt wird. Vor der Exposition wird in diese Cassette eine matte Glasplatte

eingelegt, deren untere Kante ebenfalls plangeschliffen ist und auf welcher parallel dieser Kante eine Linie gezogen wurde. Diese Platte wird in der Cassette von zwei Federn festgehalten, um bei schräger Stellung des Fernrohrs ihr Herausfallen zu verhindern, sobald man die Cassettenthür und den Schieber öffnet. Die Einstellung auf die Richtung der täglichen Bewegung erfolgt nun sò, dass man die Camera dreht, bis das Bild eines kleinen Sonnenflecks auf der erwähnten Linie läuft. Ersetzt man später diese matte Scheibe durch die sensitive Platte, so ist die ebenfalls plangeschliffene untere Kante der letzteren auch parallel der Richtung des scheinbaren Parallels, und kann, da die Zeit der Exposition bekannt ist, später mit Leichtigkeit die Lage des Sonnenäquators auf der photographischen Platte angegeben werden.

Um sowohl die Luft im Innern des Fernrohrs als auch den Schieber des Momentverschlusses während der photographischen Aufnahme nicht unnöthig zu erhitzen, ist das Objectiv durch eine Klappe verschlossen, welche von unten mit Hülfe eines Fadens dirigirt werden kann und erst kurz vor der Exposition geöffnet wird. Die Dauer der Exposition ist verschieden und richtet sich nach dem Zwecke, den man dabei verfolgt, und nach der Grösse des Objectivs. Bei einer Oeffnung von 95 mm schwankt nach VOGEL und LOHSE die Expositionszeit je nach dem Stande der Sonne zwischen 0,005 und 0,008 Secunde. Diese Zeitangabe gilt jedoch nur für die gewöhnliche Aufnahme von Sonnenflecken. Handelt es sich bei einer totalen Sonnenfinsterniss um photographische Aufnahme von Protuberanzen, so ist dafür eine Expositionsdauer von 1 Secunde bis zu 5 oder 7 Secunden erforderlich. Soll endlich die Corona photographirt werden, so

ist in günstigen Fällen $^1/_2$ Minute, häufig aber 1, ja $1^1/_2$ Minuten Zeit erforderlich. Bei einer so langen Exposition wird das Bild der Protuberanzen auf der Platte wieder undeutlich.

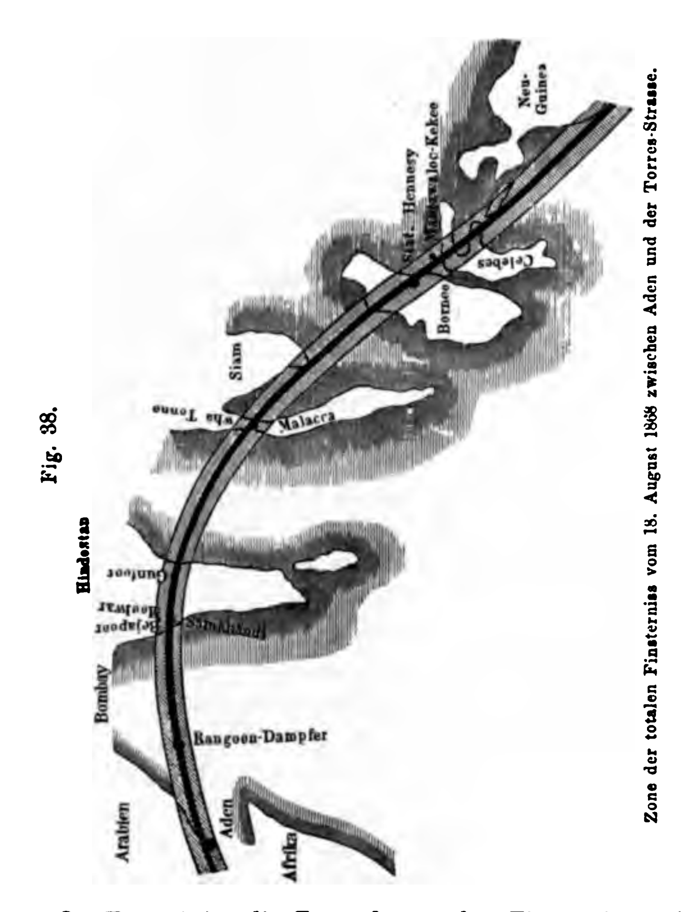
11. Die totale Sonnenfinsterniss vom 18. Aug. 1868.

Die erste totale Sonnenfinsterniss, gelegentlich deren die spectroskopische Untersuchung der alsdann sichtbaren Sonnenphänomene eintreten konnte, war diejenige vom 18. August 1868. Sie wird deshalb für alle kommenden Zeiten in der Geschichte der Wissenschaft merkwürdig bleiben, und da sie gleichzeitig den Ausgangspunkt für eine Reihe späterer Specialuntersuchungen bildet, so ist es nöthig, hier etwas eingehender auf sie zurückzugreifen.

Nicht überflüssig ist zunächst die Bemerkung, dass totale Sonnenfinsternisse für einen bestimmten Ort zu den seltensten Himmelserscheinungen gehören. London sah deren keine seit 1715 und Berlin wird erst am 19. August 1887 die nächste totale Sonnenfinsterniss haben. Paris erblickt im ganzen neunzehnten Jahrhundert keine. Die Finsterniss vom 18. August 1868 forderte daher mit Recht die Gelehrten aller Nationen zu ihrer Beobachtung auf, und wir übertreiben nicht, wenn wir sagen, dass sie vielleicht mehr als irgend eine andere astronomische Erscheinung unseres Jahrhunderts das Interesse der Völker in Anspruch genommen hat. Die Zone der totalen Verfinsterung durchschritt in einer Breite von dreissig Meilen vorzugsweise die südlicheren Theile Asiens von *Aden* über ***Hindustan***, *Malaka*, *Borneo*, *Celebes* u. s. w., und es wurden von *Deutschland*, *Oesterreich*, *Frankreich* und *England* Expeditionen ausgesandt, die von namhaften Astronomen ge-

leitet und mit allen Beobachtungsmitteln der vorzüglichsten Art auf das reichste ausgerüstet wurden.

Fig. 38.



Zone der totalen Finsterniss vom 18. August 1868 zwischen Aden und der Torres-Strasse.

In *Fig. 38* ist die Zone der totalen Finsterniss zwischen *Aden* und der *Torres-Strasse*, auf welcher die Beobachtungen stattfanden, abgebildet; der mittlere dunklere Strich bezeichnet die Mitte des Schattenweges, auf welchem

die Finsterniss die grösste Dauer hatte. Der Berechnung nach begann die totale Verfinsterung auf der Erde überhaupt am 18. August 4 Uhr 20 Min. früh, wahrer Berliner Zeit, an einem Orte südlich von Khartum am Nil, der 53° 33′ östlich von Ferro liegt und dessen nördliche geographische Breite 11° 14′ beträgt. Der Kernschatten streifte mit seinem Nordrande Gondar, ging über den Zanasee hinweg, passirte die Strasse *Bab-el-Mandeb*, gelangte nach *Aden*, wo unsere Zeichnung beginnt, ging durch das arabische Meer nach Vorderindien, wo die Ortschaften *Samkhandi*, *Beejapoor*, *Moolwar*, *Guntoor*, *Masulipatam* nahe der Centrallinie lagen und die Dauer der Totalität zwischen 5 Minuten 10 Secunden und 5 Minuten 45 Secunden betrug. Im Meerbusen von Bengalen und auf der Malayischen Halbinsel (Wha Tonne) nahm die Dauer noch zu, bis sie im Golf von Siam ihren grössten Werth von 6 Minuten 50 Secunden erreichte. Die Totalitätszone durchschritt dann die Südspitze von *Anam*, ging nach dem nördlichen Theile von *Borneo* und *Celebes* und mitten zwischen der Inselgruppe der Molukken hindurch. Der Schattenkegel traf ferner noch die südliche Ausbuchtung von Neu-Guinea, die nördlichste Spitze von Australien und zog endlich durch das Korallenmeer und die Neuen Hebriden, wo man die Sonne verfinstert untergehen sehen musste.

1) Der *Norddeutsche Bund* sandte zwei Expeditionen aus, von denen die eine aus dem Bonner Astronomen Dr. Thiele und den Berliner Photographen Dr. Vogel, Dr. Zenker und Dr. Fritsch bestand und ihren Standort in *Aden* wählte, die andere, bestehend aus Prof. Spörer aus Anklam, Dr. Tietjen aus Berlin, Dr. Engelmann aus Leipzig und Koppe aus Berlin, sich über Bombay nach dem Orte *Moolwar* (vier Meilen südlich von Beejapoor) begab.

2) Die *österreichische* Expedition unter Dr. Weiss, Dr. Oppolzer und dem Schiffslieutenant Rziha verblieb, wie die erste Abtheilung des Norddeutschen Bundes, in *Aden*.

3) *Frankreich* sandte ebenfalls zwei Expeditionen aus; die eine, unter Führung des in spectralanalytischen Beobachtungen vielerfahrenen Physikers Janssen, wählte ihren Standort in *Guntoor;* die andere, bestehend aus dem Astronomen der Marseiller Sternwarte, Stephan, den Physikern Rayet und Tisserand, dem Ingenieur Hatt u. A., ging weiter nach der Halbinsel Malaka zu dem kleinen Orte *Wha-Tonne* nahe am Meere.

4) *Englands* Expeditionen waren, wie die vorigen, vortrefflich ausgerüstet; die eine, unter der Führung von Lieutenant Herschel, stellte ihre Instrumente auf der westlichen Küste von Vorderindien, zu Samkhandi in der Nähe von Belgaum auf; eine andere Abtheilung unter den Capitänen Haig und Tanner ging nach *Beejapoor;* während die dritte, geführt von dem Major Tennant und vorzugsweise für photographische Aufnahmen eingerichtet, sich weiter östlich nach *Guntoor* wandte, wo auch Janssen sich befand.

5) Die Väter der *Gesellschaft Jesu* zu Manila auf den Philippinen rüsteten eine kleine, aus den P. P. Fauro, Nonell und Ricart bestehende Expedition nach einer Koralleninsel in dem Eingange zum Golfe von Tomini oder Garontolo, *Mantawaloc-Kéké* genannt, aus, die in Gemeinschaft mit dem Capitän des englischen Kriegsdampfschiffes „Sergent“, Charles Bullock, mit grossem Erfolge die einzelnen Erscheinungen der Finsterniss verfolgt hat. Ihr Standort befand sich unter 0° 32′ 50″ südlicher Breite und 123° 27′ 28″ östlicher Länge von Greenwich.

Bei der Finsterniss beschäftigten sich mit photographischen Aufnahmen:

1) Die norddeutsche Expedition in *Aden* unter Dr. Vogel, Dr. Zenker, Dr. Fritsch und Dr. Thiele.

2) Die englische Expedition in *Guntoor* unter Tennant.

3) Die Expedition der Jesuiten von Manila auf *Mantawaloc-Kéké*.

Von den durch Dr. Vogel erhaltenen Photographien geben die *Figg. 39, 40, 41* und *42* getreue Reproductionen. Auf der ersten *(Fig. 39)* erscheint der dunkle Mondrand umgeben von einer Reihe eigenthümlicher Erhebungen auf der einen Seite, und auf der anderen ist eine grosse hornförmige Protuberanz sichtbar.

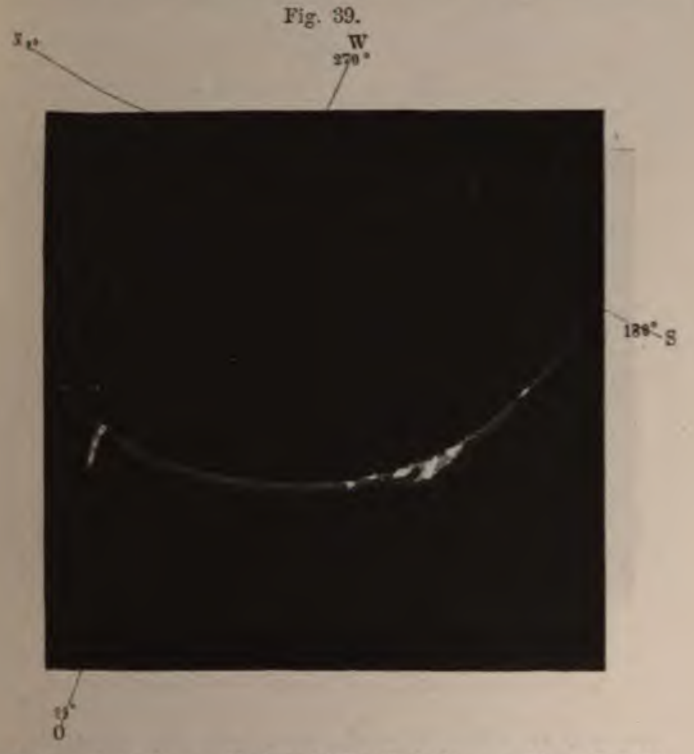
Die zweite Platte zeigte bei der Entwickelung nur ganz schwache Spuren eines Bildes; vorüberziehende Wolkenschleier hatten im Augenblick der Exposition die photographische Wirkung fast gänzlich verhindert. Die dritte Platte, *Fig. 40*, (in der dritten Minute der Totalität) zeigt wieder zwei gelungene Bilder mit Protuberanzen am untern Rande (im umkehrenden Teleskop). Das vierte Bild endlich *(Fig. 41)* wurde im letzten Momente der Totalität aufgenommen und liess die bereits im dritten Bilde erschienenen Protuberanzen der westlichen Sonnenseite noch deutlicher hervortreten.

Wenn man die während des ganzen Verlaufes der Finsterniss photographisch aufgenommenen Protuberanzen zu einem Bilde vereinigt *(Fig. 42)*, so erhält man einen annähernd richtigen Gesammtanblick der Art und Weise, wie die Protuberanzen zur Zeit der Finsterniss um den Sonnenrand herum vertheilt waren. Das Licht der Corona war in seinen chemischen Wirkungen zu schwach, um in der kurzen Expositionszeit einen Eindruck auf den prä-

parirten Platten zu hinterlassen. Dasselbe wurde jedoch auf allen Stationen im Teleskope und selbst mit freiem Auge in voller Pracht gesehen.

Die grosse Protuberanz am östlichen Sonnenrande

Fig. 39.



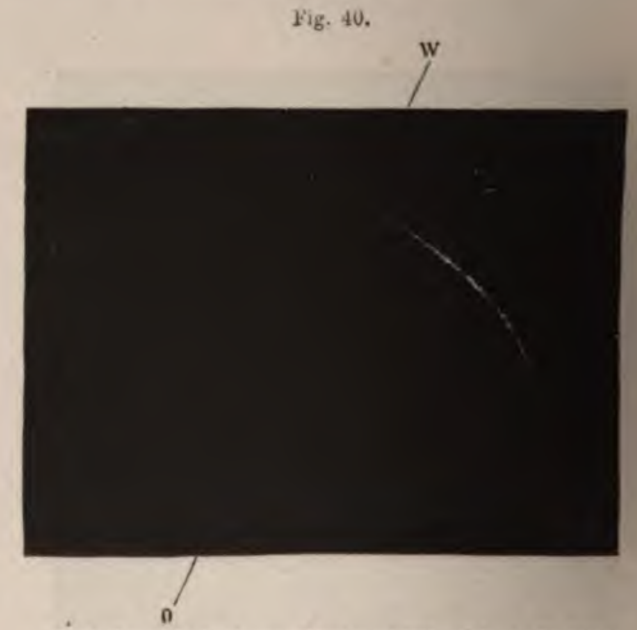
Totale Sonnenfinsterniss vom 18. August 1868. (Beobachtung zu Aden.) (I. Bild.)

hatte eine Höhe von ungefähr $^1/_{14}$ des Sonnendurchmessers oder von 14 000 geographischen Meilen.

Wir besitzen gegenwärtig von den meisten Beobachtern mehr oder weniger sorgfältig ausgeführte Abbildungen der Totalität, auf denen die Protuberanzen verschieden an

Grösse und Lage eingezeichnet sind. Wenn wir absehen von solchen Bildern, die unter dem Aushängeschilde photographischer Copien in den Handel gebracht, in der That aber nach der Phantasie des Zeichners angefertigt und bloss auf Effect berechnet sind, so liegt der Grund zu

Fig. 40.

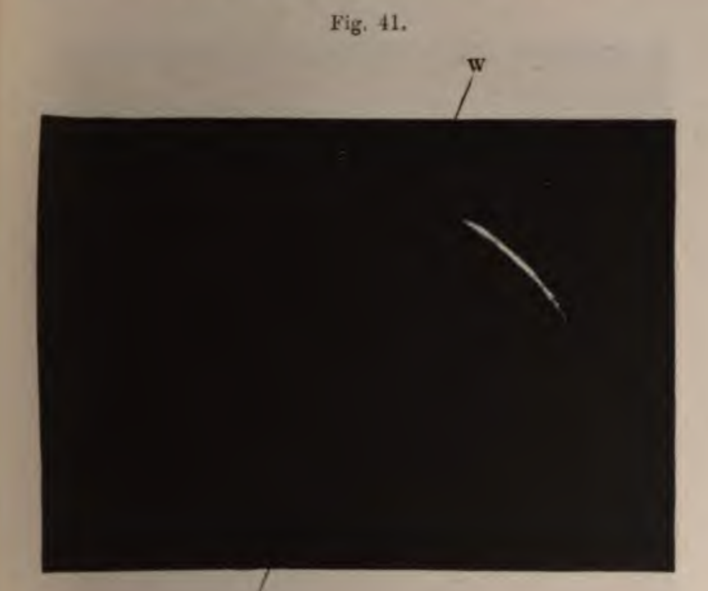


Totale Sonnenfinsterniss vom 18. August 1868. (Aden.) (II. Bild.)

der grossen Verschiedenheit dieser Bilder meist darin, dass die Sonnenscheibe selbst eine andere Lage zum Horizonte des Beobachters hat, wenn sie aufgeht, als zur Mittagszeit oder am Abende. Eine und dieselbe Protuberanz erscheint daher in einem Bilde, welches in der Frühe des Morgens in Aden aufgenommen wurde, in Bezug auf den Horizont anders als in einem Bilde, welches um

die Mittagszeit etwa auf Celebes gezeichnet wurde. Ausserdem aber liegt eine erhebliche Zeitdifferenz (circa sieben Stunden) zwischen dem Mittelpunkte der Totalität an dem einen Ende der Beobachtungszone in Aden und dem andern auf Celebes, und in dieser Zeit treten erwiesenermassen

Fig. 41.



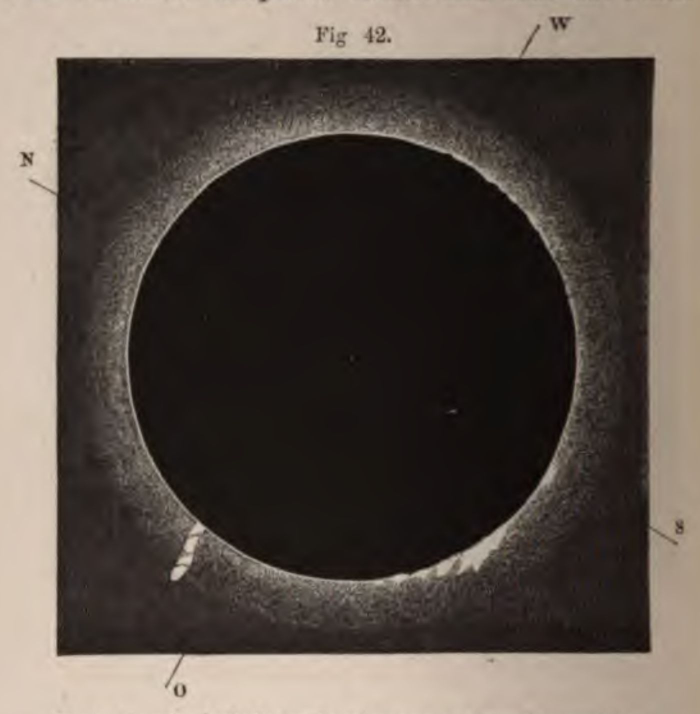
Totale Sonnenfinsterniss vom 18. August 1868. (Aden.) (III. Bild.)

grosse Veränderungen in der Lage und Grösse der Protuberanzen ein. Nimmt man noch hinzu, dass das Bild der Totalität im astronomischen Fernrohre gesehen, sowohl in Bezug auf Rechts und Links, als auf Oben und Unten umgekehrt erscheint, so begreift man leicht, dass die einzelnen Bilder der Finsterniss, je nachdem sie an dem einen oder dem anderen Orte mit dem blossen Auge oder mit

einem umkehrenden Fernrohre beobachtet worden ist, sehr von einander abweichende Ansichten darbieten.

Wenn die Sonne zur Mittagszeit am höchsten steht, nennen wir ihren höchsten Punkt den *wahren Nordpunkt*, ihren tiefsten den *Südpunkt*. Richtet man dann das Gesicht

Fig 42.

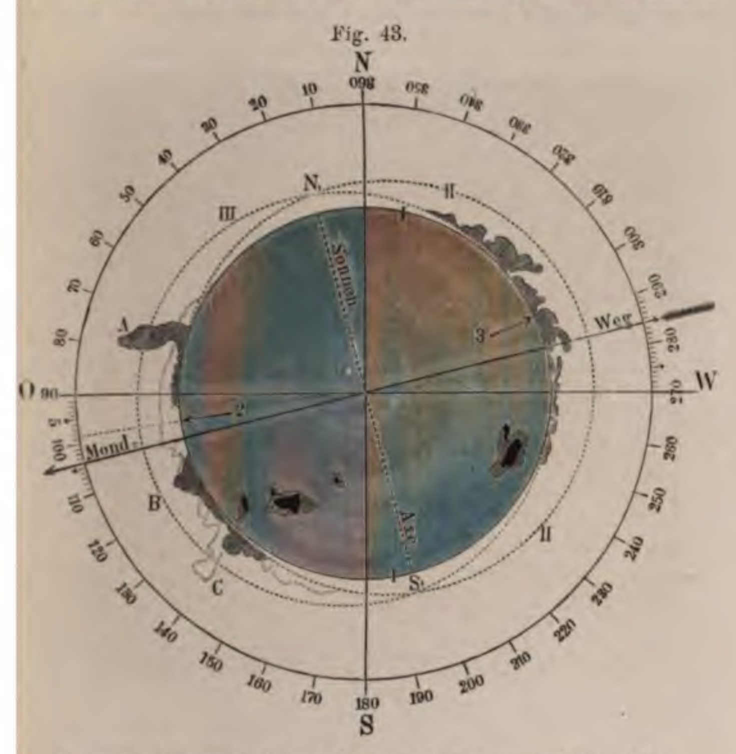


Vereinigung der beobachteten Protuberanzen zu einem Gesammtbilde.

zur Sonne, so liegt ihr *Ostpunkt* um 90° vom Nordpunkt entfernt zur Linken, der Westpunkt um eben so viel zur Rechten. Wie man aus der *Fig. 43* näher ersieht, rechnet man vom Nordpunkte (0°) nach links über Osten (90°), Süden (180°), Westen (270°) rund um den Sonnenrand herum, indem man diesen in 360° eintheilt.

Betrachtet man dagegen zu irgend einer anderen Tageszeit die Sonne, so bildet die auf der Sonnenscheibe gedachte und durch das Fadenkreuz leicht zu erhaltende *verticale* Linie die scheinbare Nordsüdlinie, deren höchster

Fig. 43.



Tennant's photographische Aufnahmen zu einem Gesammtbilde vereinigt.
(Guntoor, 18. August 1868.)

Punkt der *scheinbare* Nordpunkt, der entgegengesetzte der scheinbare Südpunkt genannt wird. Es ist nun für den Astronomen leicht, an jedem Orte und zu jeder Zeit vermittels der geographischen Breite und der Zeit der Beobachtung aus dem scheinbaren Nordpunkte den wahren

abzuleiten. Nicht minder leicht ist es, mittels geeigneter, zum Winkelmessen eingerichteter Fernrohre denjenigen Winkel zu bestimmen, den die scheinbare Nordsüdlinie der Sonne mit irgend einer vom Mittelpunkte nach dem Sonnenrande gezogenen Linie bildet. Wenn man daher für irgend einen am Rande der Sonne oder auf der Sonnenscheibe beobachteten Gegenstand, z. B. eine Protuberanz oder einen Sonnenfleck, diesen Winkel (*scheinbare Position*) misst, ihn auf die wahre Nordsüdlinie reducirt und den so gefundenen Winkel (die *wahre* Position) von dem Nordpunkte aus (s. *Fig. 43*) auf ein Bild der eingetheilten Sonnenscheibe einzeichnet, so erhält man in allen Fällen eine richtige Vorstellung von dem Orte, wo der beobachtete Gegenstand auf der Sonne sich vorgefunden hat, gleichgültig, welchen Stand die Sonne zur Zeit der Beobachtung am Himmel hatte.

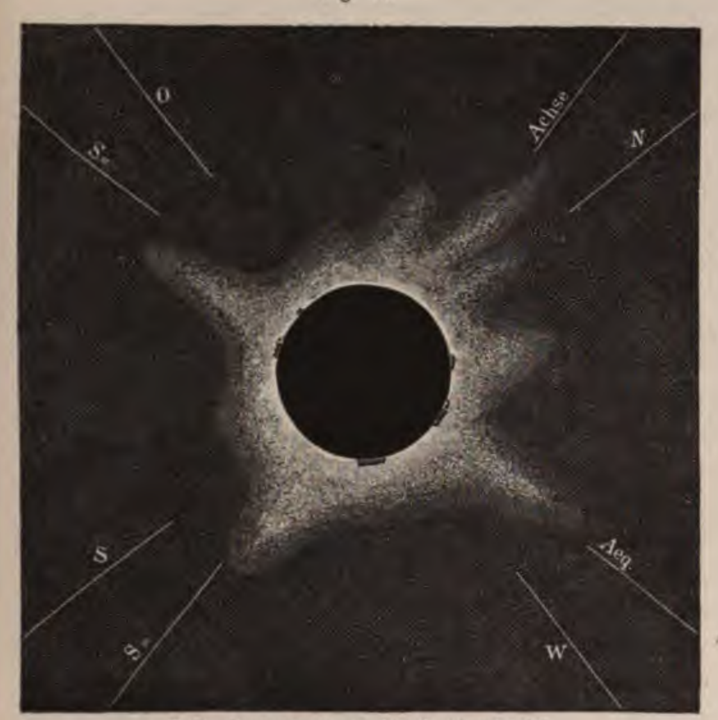
Die *Fig. 44* giebt das Bild der Sonnenfinsterniss vom 7. August 1869 für die Zeit von 5 Uhr Nachmittags in Des Moines, wo der wahre Nordpunkt sich bereits weit vom scheinbaren entfernt hatte.

Da bei der Sonnenfinsterniss während der ganzen Totalität das Sonnencentrum nicht mit dem des Mondes zusammenfällt, so ist noch eine Correction erforderlich, um die am Umfange des Mondes gemessenen Winkel auf den der Sonne zu übertragen. Der Positionswinkel der grossen Protuberanz (*Figg. 39* und *43*) betrug gegen 80°. Zur näheren Orientirung sind in der *Fig. 39*, sowie in den folgenden Bildern der Sonnenfinsterniss, die vier wahren Hauptpunkte der Sonne angegeben.

Die photographischen Aufnahmen von Major Tennant in *Guntoor* schienen anfangs weniger gelungen; derselbe hat *sechs* Platten exponirt, auf denen sich indessen die Protuberanzen deutlich genug abgezeichnet haben, um mit ein-

ander verglichen werden zu können. Tafel I enthält genaue Copien der unter der Mitwirkung von WARREN DE LA RUE veröffentlichten Photographien TENNANT's; das obere Bild zeigt die Finsterniss im Beginne, das untere mittelbar vor

Fig. 44.



Totale Sonnenfinsterniss vom 7. August 1869.

dem Ende der Totalität. Auf allen Bildern erscheint dieselbe grosse Protuberanz, die auch auf den norddeutschen Photographien vorkommt, während der Anblick der übrigen, auf den einzelnen Platten noch vorkommenden kleineren Protuberanzen sich auf jeder Platte verschieden gestaltet.

Warren de la Rue hat durch Aufeinanderlegung von vergrösserten Copien (etwas mehr als 2 Zoll im Durchmesser) der sechs Tennant'schen Originalbilder nach sorgfältiger Bestimmung des Sonnenmittelpunktes und unter Deckung der sechs grossen Protuberanzen eine Zeichnung hergestellt, *Fig. 43*, welche sowohl ein Bild von den meisten *während* der ganzen Finsterniss aufgetretenen Protuberanzen giebt, als auch den Anfang und das Ende der totalen Finsterniss als ersten und zweiten inneren Contact deutlich erkennen lässt. In der Figur ist die Sonnenscheibe *I*, *I* schraffirt gezeichnet; *II*, *II* bezeichnet die Mondscheibe* beim zweiten (ersten inneren) Contacte 2, in dem Augenblicke also, wo die Totalität begann und auf der östlichen Sonnenseite die grosse Protuberanz *A* sich zeigte; *III*, *III* ist die Mondscheibe beim dritten (zweiten inneren) Contacte 3; ausserdem ersieht man aus der Zeichnung die Lage der Sonnenachse, die Richtung, in welcher der Mondmittelpunkt sich von West nach Ost bewegte, und in punktirten Linien angedeutet über die Protuberanzen her auf der östlichen Seite ein eigenthümliches, schwach schimmerndes Licht, welches wegen des Glanzes der Corona und der Protuberanzen im Teleskope nicht gesehen worden ist. Die auf der Sonnenscheibe eingezeichneten Sonnenflecke sind diejenigen, welche am Tage der Finsterniss auf der Sternwarte zu *Kew* photographirt worden sind. Die Corona und der Strahlenkranz fehlen auch in diesen Photographien.

Die Expedition der Jesuiten aus Manila kam infolge einer Beschädigung der Schiffsmaschine erst am Abende

* Der grösseren Deutlichkeit wegen ist diese Scheibe ein wenig grösser gezeichnet worden, als es in der Wirklichkeit der Fall war.

des 17. August auf ihrem Stationsorte an, so dass keine photographische Vorübungen an Ort und Stelle getroffen werden konnten. Die während der Finsterniss genommenen acht Augenblicksbilder von den Hauptphasen gelangen; dagegen zeigte von den vier während der Totalität exponirten vier Gläsern nur das zweite, welches 12 Secunden ausgesetzt blieb, eine schwache Spur der Corona. Diesem Mangel wurde aber glücklicherweise dadurch abgeholfen, dass gleich darauf das Bild der Totalität, wie es auf einer mit Schmirgel matt geriebenen Glastafel der Camera obscura erschien, auf dieser Tafel selbst durch Ueberfahren der Umrisse gezeichnet und fixirt wurde.

Die *Fig. 45* giebt eine Ansicht der Totalität, wie sie sich zu Mantawaloc-Kéké in den letzten 2 Minuten 25 Secunden, also kurz vor dem Wiedererscheinen des ersten Lichtstrahls darstellte.

Aus den Mittheilungen der verschiedenen Expeditionen muss man schliessen, dass der Anblick des Strahlenkranzes der Corona an den einzelnen Stationsorten ein verschiedener gewesen ist; allein bei dieser Finsterniss war das Hauptaugenmerk auf die Protuberanzen gerichtet und erst spätere Finsternisse wurden mit besonderer Rücksicht auf die Corona beobachtet.

Dagegen stimmten die Beobachtungen auf allen oben genannten Stationen darin überein, dass während der Totalität der Finsterniss nicht alles Licht ausgelöscht erschien, sondern gleich nach dem ersten Verschwinden der Sonne (beim zweiten Contacte) die tief schwarze Mondscheibe mit einem schmalen, sehr weissen und glänzenden *Lichtringe* umgeben war, aus welchem an verschiedenen Stellen die blassrothen Protuberanzen hervortraten. Sowohl die österreichischen als die französischen Beobachter

Stephan, Tisserand und Janssen sprachen sich über das Auftreten des intensiv leuchtenden, sehr schmalen Ringes

Fig. 45.



Totale Sonnenfinsterniss vom 18. August 1868 zu Mantawaloc-Kéké.

unmittelbar um den Mondrand herum sehr bestimmt aus, und es blieb hiernach kaum noch ein Zweifel, dass der untere Theil der Corona der Sonne angehöre und diese

nächste Umgebung der Sonne stark leuchte, dass aber die Lichtstärke in einiger Entfernung rasch abnehme.

Die Beobachtungen der totalen Sonnenfinsterniss vom 18. Juli 1860 in Spanien, bei welcher die Protuberanzen sowohl photographisch aufgenommen *(Fig. 33)*, als auch von den hervorragendsten Astronomen mit Teleskopen untersucht worden waren, hatten es kaum noch zweifelhaft erscheinen lassen, dass diese merkwürdigen Gebilde gasiger Natur seien und nicht dem Monde, sondern der Sonne angehörten; die Finsterniss vom 18. August 1868 lieferte endlich hierüber völlige Gewissheit.

In demselben Augenblicke, als die Corona sich zeigte, erschienen auch die ersten Protuberanzen und zwar auf der *östlichen* Seite der Sonne, gerade an der Stelle, wo der letzte Lichtstrahl im Beginne der Totalität verschwand. Die erste derselben, links von der Verticalen *(Fig. 39)*, war von einer ausserordentlichen Höhe und leuchtete mit einem intensiven rosenfarbigen Lichte; die andere, auf der rechten Seite der Verticalen, hatte dieselbe Farbe und Lebhaftigkeit wie jene, war aber nicht so hoch und nicht so schön an Gestalt.

Fig. 46 zeigt die grosse Protuberanz, wie sie auf dem Dampfer „Rangoon“ im Beginne der Totalität beobachtet wurde; fast gleichzeitig erschien auf der entgegengesetzten Seite eine kleinere, aber weiter ausgedehnte Protuberanz.

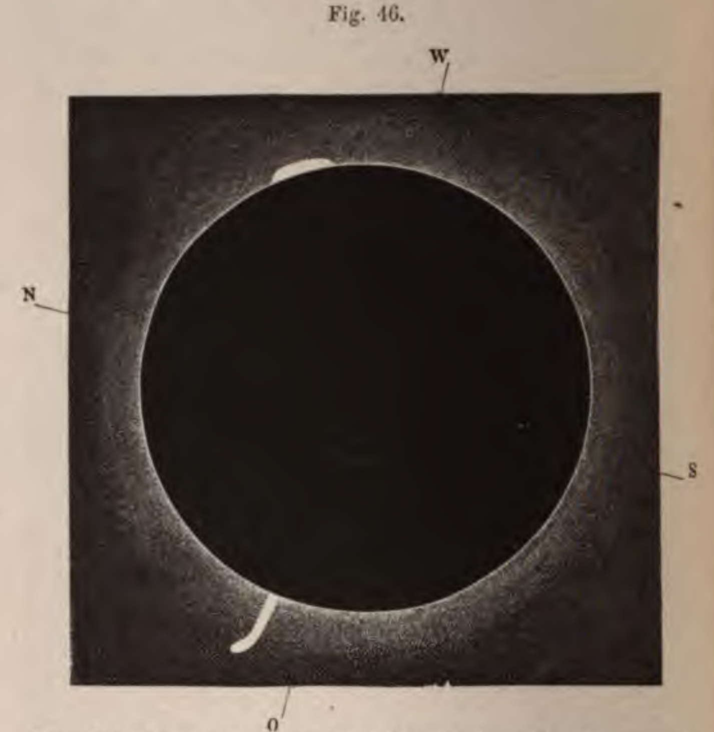
Fig. 47 enthält die Protuberanzen, wie sie in *Wha-Tonne* von Stephan im Verlaufe der Totalität aufgezeichnet wurden.

Fig. 48 schliesst sich an die vollständigere, in *Fig. 45* gegebene Abbildung der Totalität an und stellt bloss die Protuberanzen dar, wie sie in den letzten 2 Min. 25 Sec. vor dem Ende der Totalität zu *Mantawaloc-Kéké* von den

Jesuiten aus Manila beobachtet wurden. Unter Zugrundlegung dieser letzteren Abbildung theilen wir den Bericht des P. Fauro an Secchi im Auszuge mit.

Die Ausdehnung der grossen Protuberanz α betrug in

Fig. 46.



Sonnenfinsterniss vom 18. August 1868, beobachtet auf dem Dampfer „Rangoon".

der Breite 1°40′, die andere β hatte eine Basis von 9°. Kaum waren diese beiden Protuberanzen erschienen, als auch auf der westlichen Seite der Sonne eine dritte γ hervorbrach, die langsam so, wie der Mond von Westen nach Osten vor der Sonne weiter rückte (s. *Fig. 43*), immer

TOTALE SONNEN-FINSTERNISS (Jndien)

18. August 1868

Guntoor (Major Tennant)

Exp. 5. Sec.

Guntoor (Major Tennant) Gegen

Exp. 1. Sec.

Braunschweig, Verlag von G. Westermann. Lith. Inst. v. Albert Schütze

7. August 1869.



Burlington (Jowa) Beginn der Totalität.

Exp. [illegible] Sec.



Burlington. (Jowa) Gegen Ende der Totalität.

Exp. 7. Sec.

Braunschweig. Verlag von G. Westermann.

Lith. Inst. v. Albert Schütze. Berlin.

TOTALE SONNEN-FINSTERNISS (Jndien)

18. August 1868

Guntoor (Major Tennant) Beginn der

Exp. 5 Sec.

Guntoor (Major Tennant) Gegen Ende der To…

Exp. 1. Sec.

Braunschweig, Verlag von G. Westermann. Lith. Inst. v. Albert Schütze, B…



Burlington (Jowa.) Beginn der Totalität.
Exp. 5. Sec.

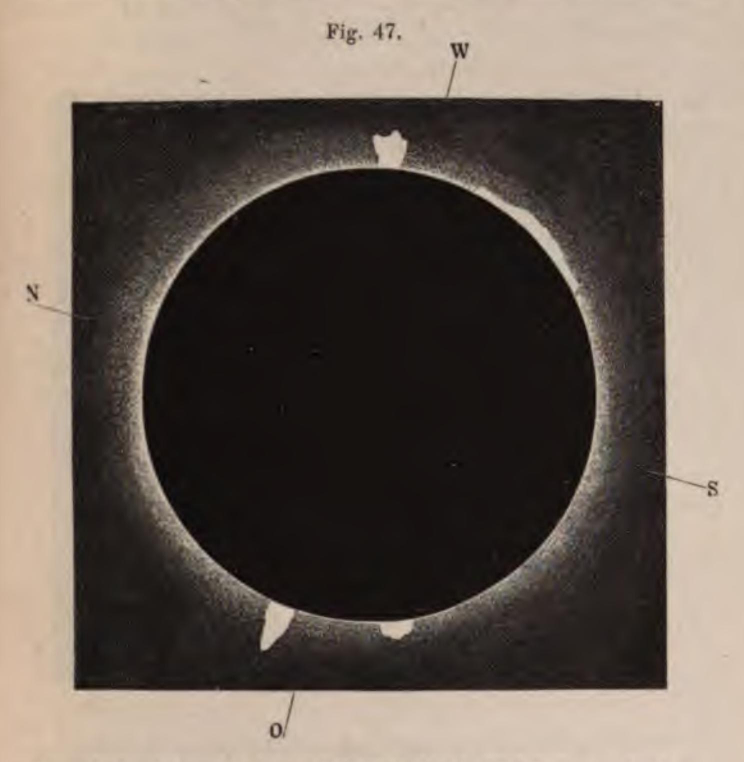


Burlington (Jowa.) Gegen Ende der Totalität.
Exp. 7. Sec.

...aig. Verlag von G. Westermann. Lith. Inst. v. Albert Schütze. Berlin.

grösser und schöner ward. Die Erscheinung, allmählich die Protuberanzen der östlichen Seite verschwinden und gleichzeitig die der westlichen Seite sich ausdehnen und wachsen zu sehen, war deutlich und von allen Beobachtern

Fig. 47.

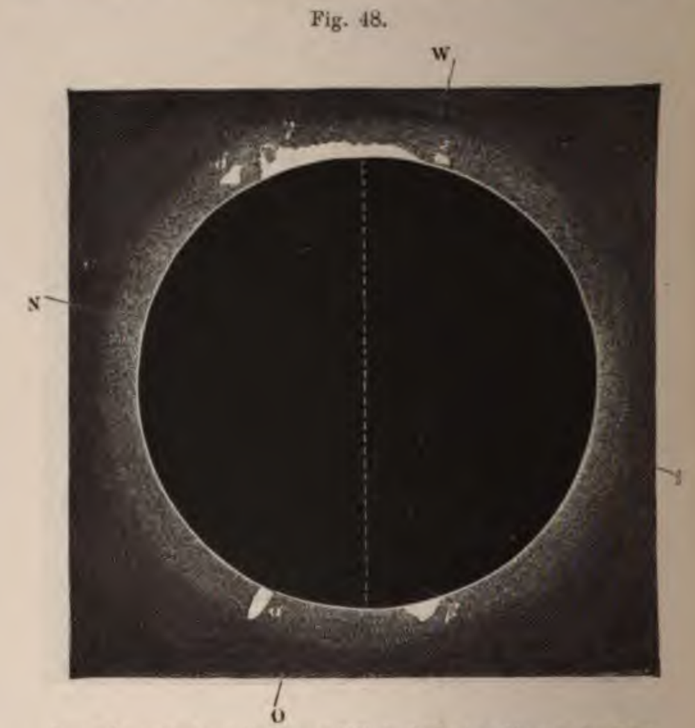


Sonnenfinsterniss vom 18. August 1868, beobachtet in Wha-Tonne von Stephan.

wahrgenommen. Die *Höhen* der beiden Protuberanzen α und β wurden gleich bei ihrem Erscheinen zu 3 Min. 10 Sec. und 1 Min. 15 Sec., bei einer Wiederholung der Messung nach 3 Min. 10 Sec. aber, also gegen die Hälfte der Totalität, zu 2 Min. 12 Sec. und 0 Min. 18 Sec. ge-

funden.* Die Protuberanz γ, die man anfangs mit Mühe sah, deckte sich in dem Masse, wie sich der Mond bewegte, stufenweise auf, und war, als sie ganz sichtbar war, einer langen Gebirgskette ähnlich. Zur Linken

Fig. 48.



Sonnenfinsterniss vom 18. August 1868, beobachtet zu Mantawaloe-Kékè.

endigte sie ganz rein und wie abgeschnitten; rechts nahm sie an Höhe ab und vermischte sich mit der dunklen Mond-

* Im Allgemeinen kann man die von der Erde aus an einem Gegenstande der Sonne gemessenen Winkel von 1 Secunde rund zu 100 geographischen Meilen, und den Bogen des Sonnenumfanges von 1 Minute annähernd zu 27 geographischen Meilen rechnen.

scheibe an der Stelle, wo der unregelmässigste Theil der Corona war.

In derselben *Fig. 48*, links von der Protuberanz γ, zeigte sich eine vierte δ, die völlig von der anderen getrennt war und eine Wolke zu sein schien. Die Farbe war weder so lebhaft, noch so gleichförmig wie die der anderen, und es zeigten sich in ihr etwas dunkle Striche, wie sie auch sonst noch in den Protuberanzen wahrgenommen worden sind; ihre Ausdehnung betrug 5° 30'. Endlich wurde eine halbe Minute vor dem Ende der Totalität auf der rechten Seite der Kette von rosenfarbenen Spitzen noch eine kleine frei schwebende Protuberanz ε gesehen, die mit δ viele Aehnlichkeit hatte.

Die Farbe der Protuberanzen wird von den verschiedenen Beobachtern nicht in gleicher Weise bezeichnet; die meisten wählen dafür den Ausdruck blassroth, andere scharlachfarben röthlich, wieder andere rosenroth, oder blasskorallenroth und TENNANT nennt sie sogar weiss.

12. Die totale Sonnenfinsterniss vom 7. August 1869

war ebenfalls in Europa nicht sichtbar; der Gürtel der Totalität erstreckte sich über *Alaska*, wo die Finsterniss um Mittag begann, über Britisch Amerika und die südwestliche Ecke von *Minnesota*, durchschnitt den Mississippi in der Nähe von *Burlington (Jowa)*, ging dann weiter durch *Illinois*, *West-Virginien* und *Nord-Carolina*, wo sie in der Nähe von *Beaufort* in den Atlantischen Ocean überging.

Sie erregte in ganz Nordamerika bei den Astronomen und den Photographen das lebhafteste Interesse und ver-

anlasste eine grosse Anzahl von wissenschaftlichen Expeditionen und einzelnen Beobachtungen, welche fast alle von dem schönsten Wetter begünstigt wurden und eine ungemein reiche Ausbeute an photographischen Bildern und an spectroskopischen und anderen wissenschaftlichen Daten geliefert haben. Derjenige Theil der Totalitätszone, welcher durch die bewohnteren Theile der Vereinigten Staaten ging, war mit Teleskopen, Spectroskopen und Beobachtungsmaterial sehr reich besetzt, so dass dieser ganze Gürtel ein einziges, weit ausgedehntes Observatorium darstellte. Obgleich die Dauer der Totalität kleiner war als in Indien (1868), so waren im Allgemeinen die Umstände doch weit günstiger als in dem vorangegangenen Jahre; die Hitze war geringer, die für die Beobachtung geeigneten Ortschaften waren günstiger gelegen und die Sonne hatte keinen so hohen Stand als im Jahre 1868 in Indien. Die wesentlicheren Theile der Beobachtung umfassten das Studium der Protuberanzen mit den Hülfsmitteln der Photographie und des Spectroskops, die Natur der Corona und die Untersuchung, ob zwischen der Sonne und dem Merkur noch andere Planeten vorhanden sind.

Die umfassendsten Expeditionen waren die, welche einerseits vom *Nautical Almanac Office* in Washington unter der obersten Leitung von Professor Coffin (für die astronomischen Arbeiten) und von Professor Henry Morton aus Philadelphia (für die photographischen Aufnahmen), und andererseits von dem *United States Naval Observatory* zu Washington unter der Leitung des Commodore B. F. Sands ausgerüstet wurden.

Die erstere Expedition wählte unter der Anführung von Professor Morton die Stationen im Staate *Jowa:*

1) *Burlington* mit den Beobachtern Professor Mayer

als Führer der Expedition, KENDALL, WILLARD, PHILLIPPS und MAHONEY, denen sich der als gewandter Spectroskopist bekannte Dr. C. A. YOUNG, damals Professor am Dartmouth College (Hanover), hinzugesellte;

2) *Ottumwa* mit Professor HIMES, ZENTMAYER, MÖLLING, BROWN und BAKER;

3) *Mount Pleasant* mit Professor MORTON, WILSON, CLIFFORD, CREMER, RANGER und CARBUTT. Es gesellten sich hier noch andere Professoren (u. A. PICKERING) hinzu, welche astronomisch-physikalische Beobachtungen machen wollten.

Die Stationen der zweiten Expedition waren:

1) *Des Moines* (Jowa) mit den Professoren NEWCOMB (für die Beobachtung der Corona und etwaiger intermerkurialer Planeten), HARKNESS (für Spectroskopie) und EASTMAN (für Meteorologie). Zu ihnen kamen noch einige andere, in der Photographie der Sonne besonders bewanderte Beobachter hinzu.

2) *Bristol* (Tennessee) mit BARDWELL (für die Corona) und Anderen.

Ausser diesen grösseren, mit den ausgezeichnetsten Hülfsmitteln der Beobachtung ausgerüsteten Expeditionen fanden sich noch sehr viele Gelehrte an verschiedenen Punkten der Totalitätszone ein, theils um die astronomischen Details der Finsterniss, theils um die Protuberanzen, die Corona und deren Spectra zu beobachten. Unter diesen erwähnen wir nur Dr. EDW. CURTIS, der zu Des Moines nicht weniger als 119 Bilder der verschiedenen Phasen der Finsterniss erhielt; W. S. GILMAN, der zu St. Paul Junction (Jowa) die werthvollsten Beobachtungen über den Zusammenhang zwischen den Sonnenflecken, den Fackeln und den Protuberanzen anstellte; J. A. WHIPPLE, der zu Shelbyville (Kentucky) unter Oberleitung von Professor WINLOCK

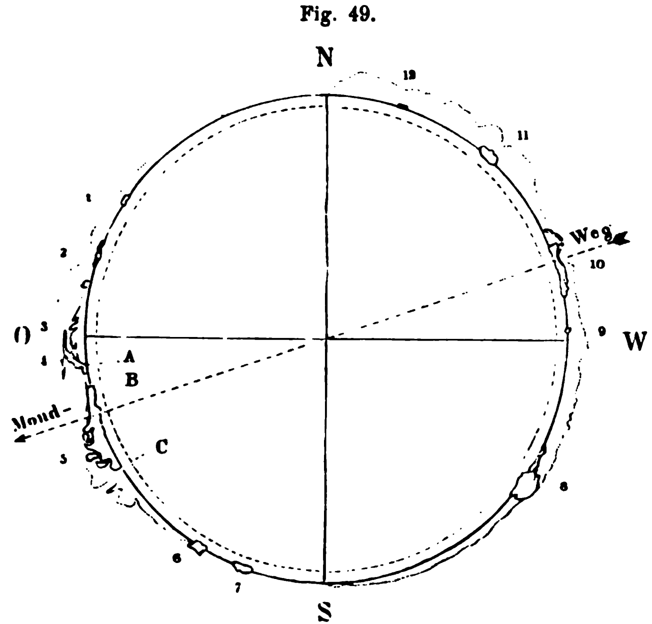
mit vielen anderen Assistenten 80 photographische Bilder, darunter sechs der Totalität und eines mit vollständiger, prachtvoller Corona erhielt; sowie den Professor G. W. Hough, Director der Dudley Sternwarte, welcher mit neun anderen Gelehrten alle Einzelheiten der Finsterniss in Mattoon (Illinois) beobachtete.

Die Totalitätsbilder in Mount Pleasant, drei an der Zahl, waren nicht besonders scharf, weil das Teleskop kein Uhrwerk hatte; einen viel besseren Erfolg hatten dagegen die in Ottumwa und in Burlington stationirten Abtheilungen; jene gewann 40 Negative, darunter 4 während der Totalität, diese erhielt ebenfalls 40 Negative, darunter 6 während der Totalität, so dass die von Morton geführte Expedition im Ganzen 13 meist ganz ausgezeichnete Totalitätsbilder davontrug.

In *Fig. 44* haben wir bereits ein Bild dieser prächtigen Finsterniss mit Protuberanzen und Corona nach den Zeichnungen von Dr. Gould gegeben; die photographischen Platten, welche nur die kurze Zeit von 5 bis 16 Secunden exponirt wurden, enthielten nur Spuren von der Corona, weil das Licht der letzteren zu schwach ist, um in so kurzer Zeit auf die präparirten Platten chemisch einzuwirken. Die Tafel II enthält sehr genaue Copien von zwei der fünf photographischen Bilder, welche zu Burlington im Beginne und unmittelbar vor dem Ende der Totalität aufgenommen wurden. In dem oberen Bilde brechen die ersten Protuberanzen am östlichen Sonnenrande hervor, während die am westlichen Rande befindlichen noch von dem Monde bedeckt sind; bei weiterem Vorrücken des Mondes von Westen nach Osten werden die östlichen Protuberanzen nach und nach von ihm bedeckt, während die westlichen frei werden und immer stärker hervortreten.

In der *Fig. 49* sind die sämmtlichen Protuberanzen, wie sie einzeln als isolirte Flammen oder in weniger bestimmter Form als weithin verbreitete leuchtende Massen sich im Verlaufe der Finsterniss am Sonnenrande gezeigt haben, nach den vorgenommenen Messungen und Berech-

Fig. 49.



Vereinigung der Protuberanzen zu einem Gesammtbilde.
(Totale Finsterniss vom 7. August 1869.)

nungen der Positionswinkel zu einem Gesammtbilde vereinigt. Die Protuberanzen sind in der Richtung von Nord durch Ost, Süd nach West mit den Zahlen 1 bis 12 bezeichnet; unter ihnen ragen Nr. 4, 5 und 8 durch ihre Form und ihre Höhe besonders hervor. Nr. 4 hatte eine Höhe von 82 Secunden, Nr. 5 von *B* bis *C* (eine nebel-

hafte Feuerwolke) von 136 Secunden und Nr. 8 von 75 Secunden, wonach sich die wirklichen Höhen dieser Protuberanzen näherungsweise in geographischen Meilen ergeben, wenn man diese Zahlen mit 100 multiplicirt.

Vom Nordpunkte *N* über Ost bis nahe an den Südpunkt *S* zeigt sich auf den photographischen Bildern eine *Lichtgluth* von unbestimmter Form (in der *Fig. 49* als fein punktirte unregelmässige Linie dargestellt), welche ihre höchste Höhe ungefähr zwischen den Protuberanzen 2 und 4, sowie einige Grad südlich von 5 erreicht; diese Höhe beträgt 2 Min. 15 Sec. In der Mitte dieser Lichtmasse und nahe bei ihrer grössten Höhe zeigen sich bei 3 und 5 mehrere von einander getrennte Zungen einer hellleuchtenden Flamme, welche sich hoch über die tieferen Theile der leuchtenden Masse erheben. Die neblige weisse Lichtwolke zwischen *B* und *C* erreichte eine Höhe von wenigstens 13500 geographischen Meilen. Eine gleiche Lichtwolke zeigen die Bilder auf der westlichen Seite von Süd bis Nord, welche bei 11 und 12 ihre höchste Höhe erreicht und am Nordpunkte fast senkrecht abfällt.

Die punktirte Kreislinie innerhalb des Mondrandes giebt den verhältnissmässigen Durchmesser und die Stellung der Sonne bei der Mitte der Totalität an. Der Pfeil bezeichnet die Richtung, welche der Mond nahm; auf den Umstand, dass die Mittelpunkte der beiden Gestirne nicht genau zusammenfielen, ist in der Zeichnung keine Rücksicht genommen.

Mit Ausnahme von Nr. 4 liegt in den photographischen Bildern, wie die *Fig. 49* zeigt, die Basis der Protuberanzen innerhalb des den Mondrand bildenden Kreises. Man hat geglaubt, die Erklärung dieser sonderbaren Erscheinung in dem Umstande zu finden, dass das photographische

Teleskop durch das Uhrwerk der Bewegung der Protuberanzen folgt, das Bild derselben also auf der photographischen Platte feststehen bleibt, während das Mondbild sich mit dem Unterschiede seiner eigenen Winkelgeschwindigkeit und derjenigen der Sonne auf der Platte fortschiebt. Allein Dr. CURTIS hat durch eine kleine künstliche Sonnenfinsterniss, welche er aus schwarzem Papier (für den Mond) mit Ausschnitten für die Protuberanzen und die Corona herstellte, dem Lichte aussetzte und photographirte, schlagend nachgewiesen, dass diese Ausbreitungen der Protuberanzbilder in die Mondscheibe hinein nur von einer rein mechanisch-chemischen Wirkung herrühren, welche allemal dann eintritt, wenn ein sehr intensiv leuchtender Gegenstand an einen dunklen angrenzt und die Zeit der Lichteinwirkung (Exposition) über das richtige Mass verlängert wird.

Die Ergebnisse der indischen Sonnenfinsterniss von 1868, so reich sie waren in Allem, was auf die Protuberanzen Bezug hatte, liessen, wie schon oben bemerkt, die *Corona* fast ganz unberücksichtigt. Um so mehr waren die verschiedenen Beobachter der amerikanischen Finsterniss darauf bedacht, die Einzelheiten dieser merkwürdigen Erscheinung, ihre Form, ihr Spectrum und namentlich ihren Zusammenhang mit den Protuberanzen zu studiren.

Die Photographien von *kurzer* Expositionszeit (1 bis 7 Secunden) zeigen die Corona nur in ihren hellsten Theilen ganz nahe am Sonnenrande, doch geben sie, namentlich die von Ottumwa, ein ziemlich deutliches Bild derselben und zwar von gleicher Form, wie sie auch dem blossen Auge erschien. Auf diesen Bildern ist der gekrümmte Verlauf der Strahlen und die wechselnde Intensität, mit welcher sie an den verschiedenen Punkten aus-

strömen, sehr deutlich erkennbar. Die glänzendsten Strahlen der Corona stimmen der Lage nach auffallend mit dem Lichte derjenigen Protuberanzen überein, welche die spitze Form von Flammen haben, während die Protuberanzen, welche die Form abgerundeter Massen haben, auf die Corona einen Schatten zu werfen scheinen. Ausserdem aber lassen diese Bilder deutlich erkennen, dass die Corona sich während der Totalität nicht mit dem Monde bewegte, vielmehr concentrisch zu der Sonne blieb. Sie wird am

Fig. 50.



Photographisches Bild der Corona (7. August 1869).

östlichen Rande in dem Masse mehr und mehr bedeckt, als der Mond nach Osten fortrückt, wogegen sie auf der entgegengesetzten Seite in demselben Masse nach und nach zum Vorschein kommt.

Um ein vollständiges photographisches Bild der ganzen Corona in allen ihren Theilen zu erhalten, muss, wie bereits hervorgehoben wurde, sowohl die Expositionszeit über diejenige, welche für die intensiv leuchtenden Protuberanzen erforderlich ist, bedeutend hinaus verlängert, als auch das Bild derselben auf der photographischen Platte auf einen kleinen Raum zusammengezogen werden. J. A. Whipple

aus Boston arrangirte hiernach sein Teleskop zu *Shelbyville* (Kentucky) derart, dass die präparirte Platte sich in dem Hauptbrennpunkte des Objectivglases von $5^1/_2$ Zoll Oeffnung und 7 Fuss Brennweite befand, und exponirte

Fig. 51.

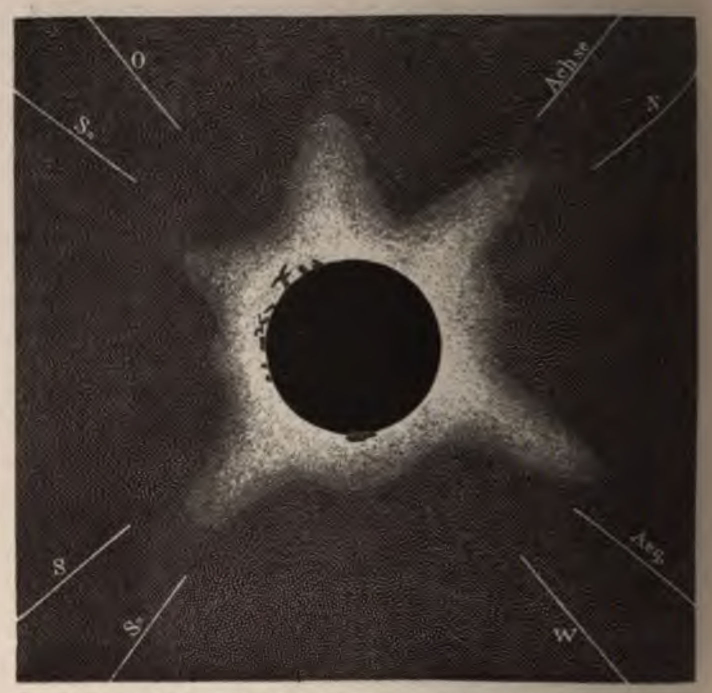


Die Corona der Finsterniss vom 7. August 1869 zu Des Moines.

dieselbe der Corona 40 Secunden lang. Er erhielt auf diese Weise ein Bild, in welchem die Protuberanzen nur als helle Flecken erscheinen, im übrigen aber sowohl der innere Lichtring als auch die Umrisse der ganzen Corona und die eigenthümliche Krümmung ihrer Strahlen deutlich

erkennbar sind. Die *Fig. 50* ist eine genaue Copie dieses Bildes, mit dem Unterschiede jedoch, dass in dem Originale das Licht mehr verwaschen ist und die Strahlen nicht so scharf begrenzt erscheinen.

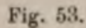
Fig 52.

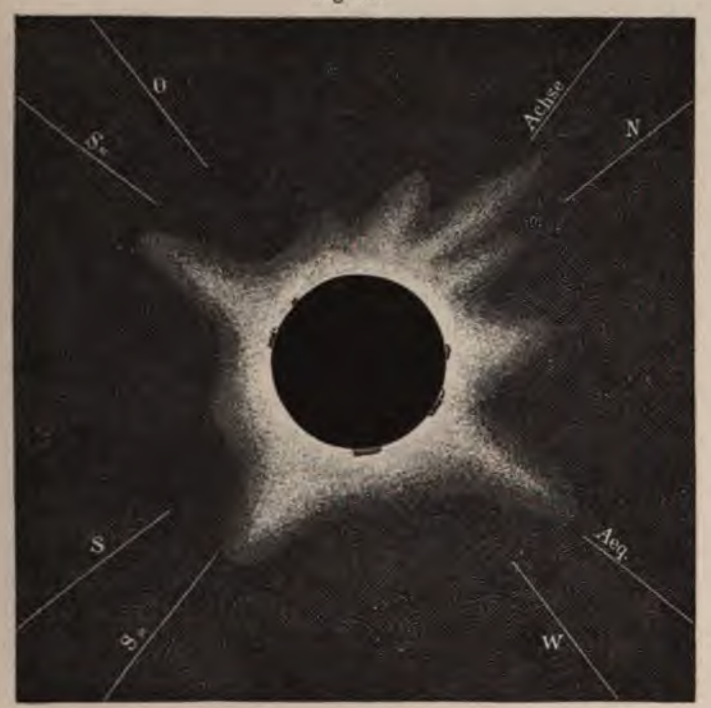


Gould's Zeichnung der Corona vom 7. August 1869 (4 Uhr 58 Min.).

Wenn man die Corona mit dem Teleskop beobachtet, so übersieht man stets nur einen kleinen Theil derselben und man muss das Instrument nach und nach am ganzen Mondrande herumführen, um ein Gesammtbild der ganzen Erscheinung zu gewinnen. Professor Eastman, der in

Des Moines Beobachtungen dieser Art anstellte, giebt zwei Bilder der Corona, welche im Beginne und unmittelbar vor dem Ende der Totalität angefertigt wurden und von denen wir in *Fig. 51* das erstere mittheilen. Gleich bei


Fig. 53.



Gould's Zeichnung der Corona vom 7. August 1869 (5 Uhr 0 Min.).

dem Eintritte der Totalität erschien die Corona in silberweissem Lichte mit einem äusserst zarten Anfluge einer grünlich violetten Färbung an den äussersten Grenzen, und während der Totalität war nicht die mindeste Aenderung in der Farbe, in den äusseren Umrissen oder in der

Lage der Strahlen wahrzunehmen, eine Beobachtung, welche von Professor HOUGH zu Mattoon (Illinois), von GILL und von vielen Anderen bestätigt wurde.

Die Corona schien aus zwei besonderen Theilen zu bestehen; der innere, der Sonne zunächst gelegene Theil war fast ringförmig und hatte eine Höhe von ungefähr 1 Minute; seine Farbe war rein silberweiss; der übrige äussere Theil bestand aus Strahlen, von denen einige sich zu fünf sternartigen Spitzen zusammengruppirten, die anderen aber mehr als radiale Strahlen erschienen; die letzteren traten am schärfsten hervor; zwischen den Protuberanzen *a* und *b* war von der Corona kaum etwas zu bemerken. Die sternartigen Ausstrahlungen erreichten eine Höhe gleich dem Halbmesser der Sonne.

Dr. B. A. GOULD hat in Burlington die Corona mit unbewaffnetem Auge beobachtet und von derselben während der Totalität in Zwischenräumen von 1 Minute drei vollständige Bilder angefertigt. Wir geben in *Figg. 52* und *53* nur die beiden Bilder, welche die Corona im Beginn und unmittelbar vor dem Ende der Totalität um 4 Uhr 58 Minuten und um 5 Uhr darstellen. Im Gegensatze zu den vorhin angeführten Beobachtungen, dass die Corona ihr Aussehen während des ganzen Verlaufes der Totalität beibehalten habe, würden diese Bilder von GOULD die Veränderlichkeit derselben andeuten.

13. Die totalen Sonnenfinsternisse seit 1869.

Nach den Einzelheiten, welche über die Sonnenfinsternisse von 1868 und 1869 im Vorhergehenden gegeben wurden, können wir uns über die Beobachtung bei Gelegenheit der späteren Sonnenfinsternisse kürzer fassen.

Zunächst war es die totale Finsterniss vom 22. Dec. 1870, welche auf Sicilien und im südlichen Spanien hauptsächlich beobachtet wurde und weitere Beiträge zur besseren Kenntniss der Sonnenumhüllung lieferte.

Auf Tafel III erblickt man oben die Corona, wie sie durch Professor Winlock unter Assistenz des Photographen

Fig. 54.



Die Sonnencorona am 12. December 1871.

Willard zu Xerez in Spanien aufgenommen wurde. Die Expositionsdauer betrug $1^1/_2$ Minuten. Im Ost und West, also in der Aequatorregion der Sonne, ist ein Theil der Strahlen nicht zur Darstellung gelangt, weil sie durch das Diaphragma, welches das Gesichtsfeld des Fernrohres begrenzte, leider abgeschnitten wurden. A. Brothers aus Manchester hat in Syrakus auf der Insel Sicilien die

Sonne während der Totalität photographirt. Von fünf Bildern ist dasjenige auf Tafel III unten das gelungenste. Es wurde während der letzten 8 Secunden der Totalität erhalten und zeigt deshalb auf der westlichen Seite einen

Fig. 55.



Die Sonnencorona am 29. Juli 1878, nach einer Photographie von Henry Draper.

grösseren Theil der Corona als auf der Ostseite, wo sie die Mondscheibe theilweise verdeckt.

Die Sonnenfinsterniss vom 12. December 1871 lieferte wiederum zahlreiche photographische Aufnahmen. Besonders die Bilder, welche Lord Lindsay durch Davis in Indien aufnehmen liess, sind sehr gelungen. *Fig. 54* giebt eine getreue Nachbildung eines derselben.

Die Corona bei totalen Sonnenfinsternissen.

1.



Photogr. von **P. Secchi** *zu Desierto (Spanien.)*
18. Juli 1860. (Expos. 40. Sec.)

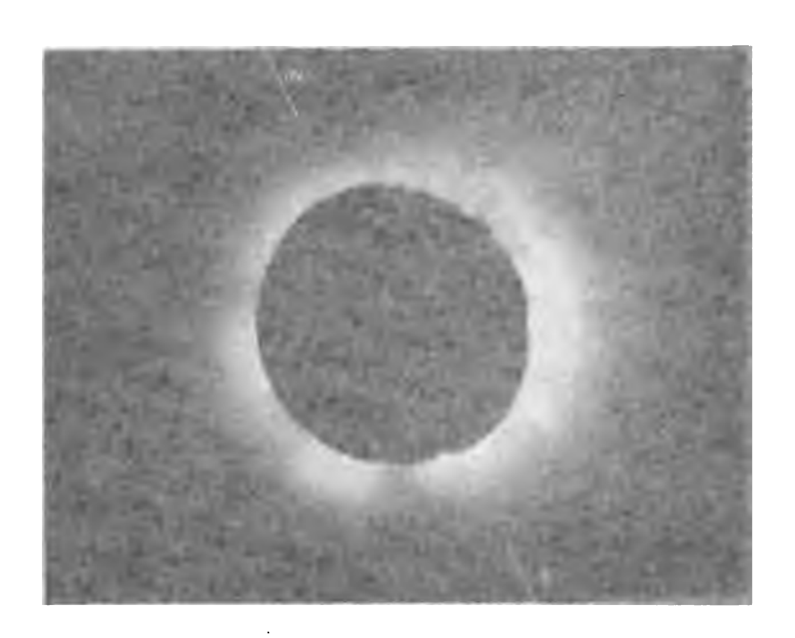
2



Photogr. von **Whipple** *zu Shelbyville (Kentucky.)*
7. August 1869. (Expos. 40 Sec.)

Lith. Inst. v. Albert Schütze, Berlin



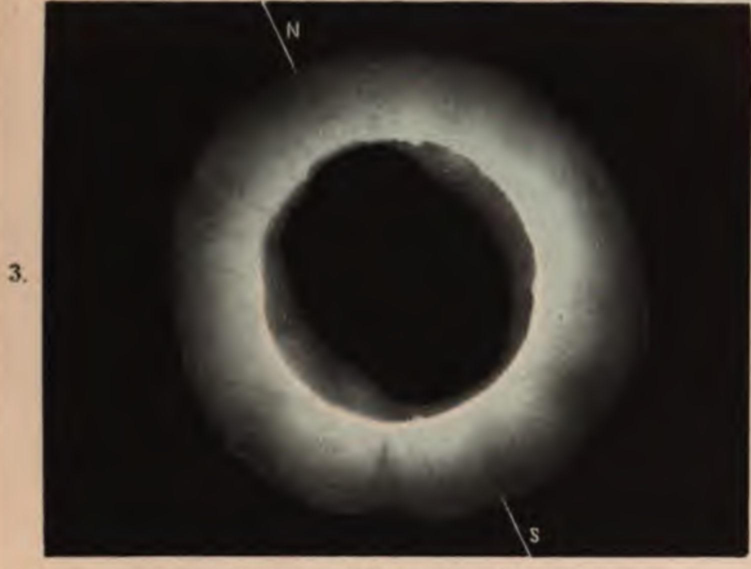


Die Corona bei totalen Sonnenfinsternissen.

[illegible] von [illegible] in [illegible] ([illegible])
[illegible] Juli [illegible] ([illegible])

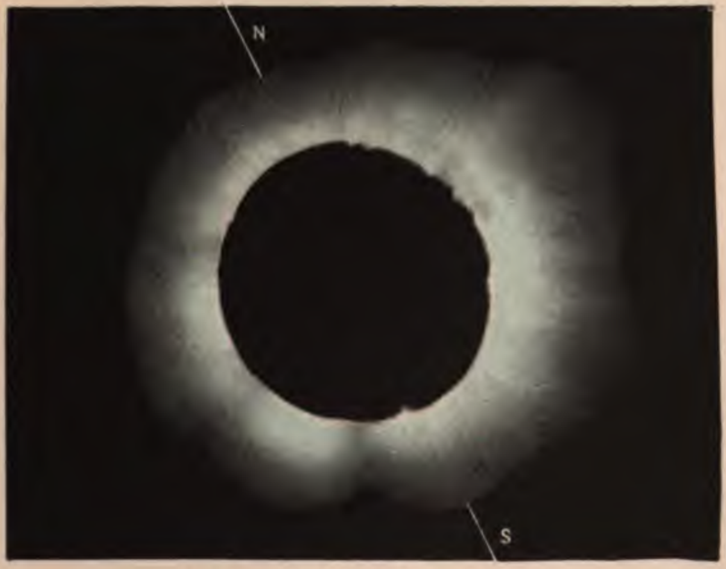
[illegible] von Whipple in Shelbyville ([illegible])
7. August 1869 ([illegible])

3.



Photogr. von **Willard** *zu Xerez (Spanien.)*
22. December 1870. (Expos. 90 Sec.)

4.



Photogr. von **Brothers** *zu Syracus (Sicilien.)*
22. December 1870. (Expos. 8 Sec.)

Braunschweig. Verlag von G. Westermann.

Von späteren Sonnenfinsternissen, die photographisch aufgenommen wurden, sei hier zunächst nur noch diejenige vom 29. Juli 1878 erwähnt. Sie ereignete sich nämlich zu einer Zeit, in welcher die Sonne fleckenfrei und überhaupt im Minimum ihrer Activität war. Professor HENRY DRAPER hat sie zu Rawlins (Wyoming Territ.) in vorzüglicher Weise photographisch aufgenommen. Die *Fig. 55* ist eine genaue Reproduction der DRAPER'schen Photographie.

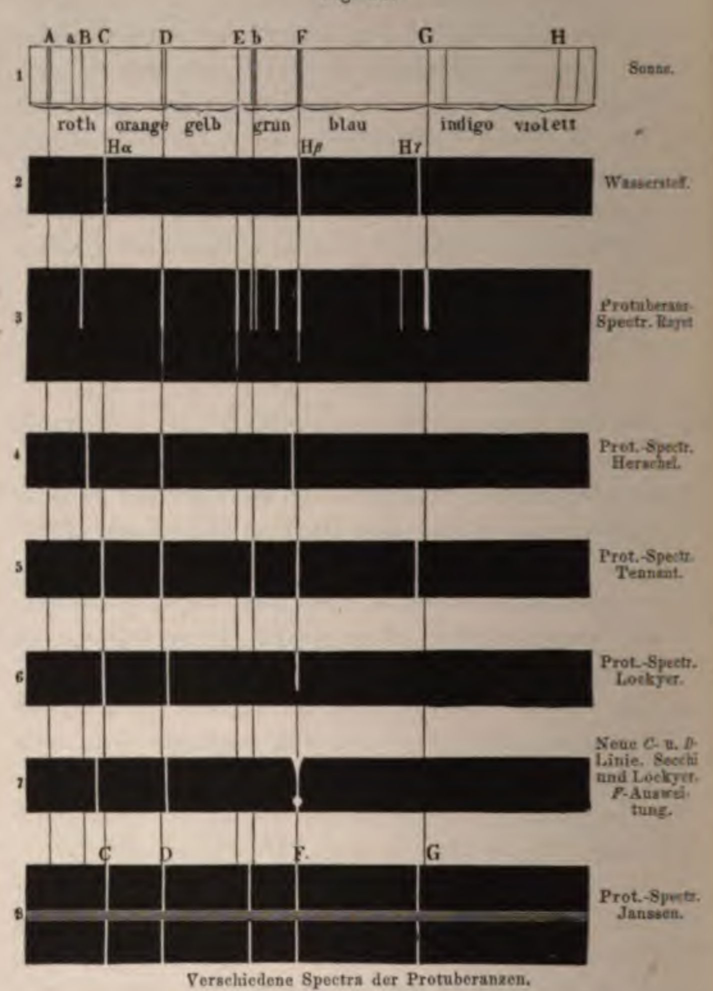
14. Das Spectrum und die Natur der Protuberanzen.

Bei der Sonnenfinsterniss vom 18. August 1868 wurde das Spectrum der Protuberanzen von HERSCHEL in Samkhandi, von HAIG in Beejapore, von TENNANT und JANSSEN in Guntoor, von RAYET und HATT in Wha-Tonne übereinstimmend als aus wenigen hellen Linien bestehend erkannt und damit constatirt, dass diese Gebilde aus *glühenden Gasen* bestehen, in denen das *Wasserstoffgas* der vorwiegende Bestandtheil ist. Das Spectrum dieses Gases ist bekanntlich durch drei helle Linien charakterisirt (Farbentafel zu Band I, Nr. 6), von denen die erste *rothe* mit der FRAUNHOFER'schen Linie *C*, die zweite *grünblaue* mit der Linie *F* übereinstimmt, die dritte *dunkelblaue* aber nahe vor der Linie *G* liegt. (S. *Fig. 56*, Nr. 2.)

Die *Fig. 56* enthält ausser den beiden Vergleichspectren Nr. 1 (den Hauptlinien des Sonnenspectrums) und Nr. 2 (den Hauptlinien des Wasserstoffgases) in Nr. 3, 4, 5 und 6 die Spectra der Protuberanzen, wie sie von RAYET, HERSCHEL, TENNANT und LOCKYER beobachtet worden sind.

RAYET, welcher sein Spectroskop à vision directe vor-

Fig. 56.



Verschiedene Spectra der Protuberanzen.

zugsweise auf die grosse Protuberanz gerichtet hielt und es in alle Stellungen zu derselben brachte, gewahrte neun helle Linien, entsprechend den dunklen Linien *B*, *D*, *E*,

b, *F*, *G*, ausserdem eine grüne Linie zwischen *b* und *F* und eine blaue vor *G* (Nr. 3). Diese Linien erschienen sehr hell auf dunklem Grunde, so dass ihre Lage leicht festgestellt werden konnte. Die hellen Linien *D*, *E*, *F* erschienen im *umkehrenden* Fernrohre des Spectroskops feiner und schwächer nach *unten* verlängert, also von dem Sonnenrande abgekehrt, was darauf hindeutet, dass ein Theil der glühenden Gasmasse, aus welcher die Protuberanz bestand, sich in stark verdünntem Zustande hoch aufwärts in die Sonnenatmosphäre hinein erstreckte.

Herschel (Nr. 4) beobachtete mit einem dreiarmigen Spectralapparat, der für diese Zwecke besonders construirt und zu Messungen der Spectrallinien eingerichtet war. Bei dem ersten Blick nach der Protuberanz erschien das Spectrum in der Form von drei lebhaft glänzenden Linien, von denen die orangefarbene mit *D* zusammenfiel, die rothe aber weder mit *B* noch mit *C* und ebenso die blaue nicht mit *F* zu stimmen schien.

Tennant (Nr. 5) benutzte ein Spectroskop ähnlich demjenigen, welches von Huggins zu seinen Untersuchungen über die Spectra der Fixsterne und der Nebelhaufen angewandt wird. Das Protuberanz-Spectrum zeigte sich ihm in der Form von fünf hellen Linien, von denen drei mit *C*, *D* und *b* genau übereinstimmten, die grünblaue jedenfalls sehr nahe an *F* und die dunkelblaue nahe bei *G* lag. Zu genaueren Messungen dieser letzteren Linien fehlte es an Zeit; aus den Beobachtungen von Rayet geht indessen wohl mit Gewissheit hervor, dass die erste dieser zweifelhaften Linien wirklich mit *F*, die andere aber mit der vor *G* liegenden Wasserstofflinie $H\gamma$ zusammenfiel.

Janssen sandte die erste telegraphische Nachricht nach Europa, dass das Spectrum der Protuberanzen aus

glänzenden Linien bestehe und demnach dieselben ungeheure glühende Gassäulen seien, deren Hauptbestandtheil das Wasserstoffgas ausmache. Bei der Beobachtung wurde der Spalt dicht an dem vorrückenden Mondrande gehalten, tangential an dem Punkte, wo die letzten Sonnenstrahlen verschwinden mussten. Mit dem Erlöschen des letzten Strahles zeigten sich plötzlich zwei neue, aus fünf oder sechs hellen Linien bestehende Spectra (*Fig. 56*, Nr. 8); die Linien waren roth, gelb, grün, blau, violett, und beide Spectra, die durch einen dunklen Zwischenraum von einander getrennt waren, entsprachen sich Linie für Linie vollständig. Als JANSSEN das Spectroskop verliess und einen Blick in den Sucher (Fernrohr) warf, erkannte er sogleich, dass die beiden Spectra von zwei prachtvollen Protuberanzen herrührten, welche rechts und links von dem Punkte, wo der letzte Sonnenstrahl verschwunden war, auf dem schwarzen Mondrande glänzten. Eine derselben erreichte eine Höhe von 3 Minuten und glich einer Hohofenflamme, welche von der Gebläseluft gewaltsam angefacht mit grosser Heftigkeit aus dem Ofen hervorbricht; die andere gewährte den Anblick einer zusammenhängenden Kette von weit ausgedehnten Schneegebirgen, die auf dem Mondrande aufzuruhen und in dem röthlichen Scheine der untergehenden Sonne zu glänzen schienen. Da die Hauptlinien des Spectrums mit den FRAUNHOFER'schen Linien *C* und *F* zusammenfielen, so erklärte JANSSEN sofort, dass das *Wasserstoffgas* einen wesentlichen Bestandtheil der Protuberanzen ausmache.

Fassen wir alle am 18. August 1868 gemachten spectralanalytischen Beobachtungen der Protuberanzen zusammen, so gelangen wir mit Ausscheidung des minder Wichtigen zu folgenden Resultaten:

1) Das Spectrum der Protuberanzen besteht aus einigen hellen, intensiv leuchtenden Linien, unter denen die Wasserstofflinien $H\alpha = C$, $H\beta = F$ und $H\gamma$ nahe bei G besonders hervortreten.

2) Die Protuberanzen sind glühende Gasmassen, vorzugsweise glühendes Wasserstoffgas; sie hüllen den ganzen Sonnenkörper ein, oft auf äusserst weite Strecken nur in einer niedrigen Schicht, oft auch in massenhaften, localen Anschwellungen, welche zuweilen eine Höhe von 20000 Meilen und mehr erreichen.

Bei der amerikanischen Finsterniss vom 7. August 1869 haben Professor Harkness in Des Moines, ganz besonders aber Professor Young in Burlington die Spectra der verschiedenen Protuberanzen untersucht. Ersterer benutzte ein gewöhnliches einfaches Spectroskop mit einem einzigen Prisma von 60°, welches vor der Beobachtung noch mit einem Mikrometer versehen worden war. Bei der geringen Dispersion eines solchen Instrumentes können die Abmessungen der Linienabstände des Spectrums verglichen mit denen der Kirchhoff'schen Scala keinen Anspruch auf Genauigkeit haben. Harkness hat die Theile seines Mikrometers nach den Hauptlinien Fraunhofer's mit den Kirchhoff'schen Millimeterzahlen derselben Linien verglichen und die beobachteten hellen Linien der in *Fig. 51* benannten Protuberanzen mit folgenden Kirchhoff'schen Zahlen bezeichnet:

Protub. *a* gab annähernd die Linien: 693, 1007, 1497 (K.).
Protub. *c* gab annähernd die Linien: 693, 1007, 1497, — 2069.
Protub. *e* gab annähernd die Linien: 693, 1007, 1497, 1611, 2069, 2770.
Protub. *f* gab annähernd die Linien: 693, 1007, 1497, — 2069, 2770.

Vergleicht man diese nur annähernd richtigen Ablesungen mit den Kirchhoff'schen Zahlen für die wich-

tigeren FRAUNHOFER'schen Linien, so ergiebt sich, dass die hellen Linien der beobachteten Protuberanzen wahrscheinlich 694 = C $(H\alpha)$, 1017 = D_3 (hinter D_2), 2080 = F $(H\beta)$, 2796 = $H\gamma$, sowie die Linie 1474 vor E (statt 1497) gewesen sind.

Weit genauer sind die Beobachtungen und Messungen von YOUNG, dessen Instrument aus 5 Prismen, jedes von 45^0 mit Seitenflächen von $2^1/_4$ und $3^1/_4$ Zoll, bestand. *Fig.* 57 zeigt, in welcher Weise dieses zusammengesetzte

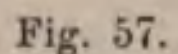


Fig. 57.



Telespectroskop von Young.

Spectroskop P mit dem Teleskop A, einem Kometensucher von 4 Zoll Oeffnung und 30 Zoll Brennweite, verbunden war. Der Collimator C hatte einen verstellbaren Spalt von $^1/_8$ Zoll Länge; letzterer war mit einem Vergleichsprisma versehen, um das Licht der vermittels des elektrischen Funkens glühend gemachten irdischen Stoffe oder einer GEISSLER'schen Röhre durch die eine Hälfte des Spaltes in den Apparat zu führen; durch die Zuleitungsdrähte L konnten die Elektroden von Platina mit einem Funken-Inductor in Verbindung gesetzt werden. Bei S befand sich dicht vor dem Spalte eine eingetheilte Scheibe, welche

in der Mitte einen $^1/_8$ Zoll weiten kreisförmigen Querschnitt hatte und dazu diente, das Bild der Sonne scharf auf den Spalt einzustellen und jeden Theil des Sonnenbildes nach Belieben auf denselben zu richten. Die Dispersion der fünf Prismen betrug zwischen den Linien *A* und *H* ungefähr 80° und die totale Ablenkung für die Linie *D* gegen 165°. Die Büchse *P* mit dem Prismensystem und die Prismen selbst unter einander waren so gestellt und durch Bolzen *b*, *b* mit dem Teleskop *A* verbunden, dass alle Linien, welche die Mitte des Sehfeldes einnahmen, sich in der vortheilhaftesten Lage befanden; das Sehfeld umfasste die Linien *D* und *E* gleichzeitig. Das Beobachtungsfernrohr *E* konnte vermittels einer Mikrometerschraube *T* um einen Bolzen gedreht und so auf alle Linien des Spectrums eingestellt werden; das Ocular hatte ausserdem noch ein Mikrometer *M*.

Fig. 58.

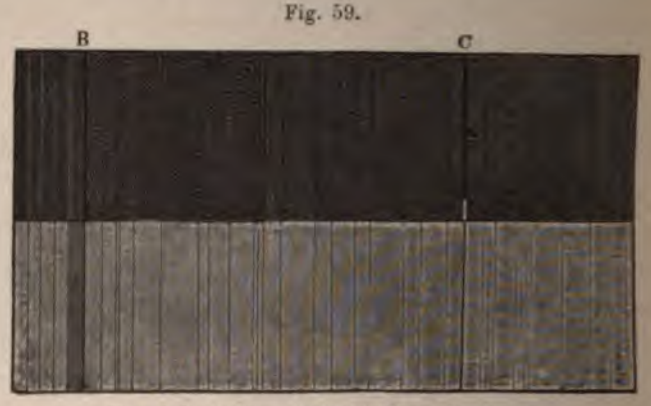
Spectrum der Protuberanzen.

Das Spectrum der Sonne war ungefähr $1^3/_4$ Zoll breit und 45 Zoll lang und zeigte alle Linien der Kirchhoff'schen Zeichnung. Die Angabe des Instrumentes war durch wiederholte Vergleichung und Messungen von 42 Intervallen zwischen den Hauptlinien auf der ganzen Länge des Spectrums von *A* bis *G* mit den Kirchhoff'schen Tafeln vergleichbar gemacht.

Vor dem Eintritte der Totalität wurde der Spalt *ss*, *Fig. 58*, so auf den Rand *MN* der Sonne gerichtet, dass er senkrecht zu der Tangente *ac* derjenigen Randstelle stand, wo mit dem Eintreten des Mondes in die Sonnenscheibe (im umkehrenden Teleskop am linken Rande) der

erste Contact erfolgen musste. Das Spectrum besteht in solchen Fällen, wie wir noch näher ausführen werden, aus zwei über einander stehenden Hälften, von denen die eine sehr intensive *abcd* das Spectrum der Sonne, die andere ein sehr mattes, infolge der grossen Dispersion des Lichtes stark abgeblasstes Spectrum *aefc* des diffusen Atmosphärenlichtes ist. Beide Spectra sind von den FRAUNHOFER'schen Linien gleichmässig durchzogen, wie es die *Fig. 59* für

Fig. 59.



Young's Beobachtung des Protuberanzen-Spectrums.

das Stück des Spectrums zwischen *B* und *C* näher zeigt. Trifft die eine Spalthälfte zufällig auf eine Protuberanz *p*, so erscheinen auf dem matten Spectrum des Tageslichtes zugleich die *hellen* Linien des in dieser Protuberanz glühenden Gases, also insbesondere die Wasserstofflinien $H\alpha$ (roth) auf *C*, $H\beta$ (grün) auf *F* und $H\gamma$ (blau) nahe vor *G*, sowie die hellen Linien der anderen, in der Protuberanz ...nden Stoffe, falls solche darin vorhanden sind.

...hon vor dem Eintreten des Mondes in die Sonnen- ... beobachtete YOUNG, als er das Beobachtungsrohr

Taf. III.

1. Spectrum der Sonne und der Protuberanzen bei der totalen Finsterniss.

2. Spectrum der Corona. (Young.)

3. Spectrum des Nordlichtes. (Winlock.)

4. Spectrum der Sonne und der Chromosphäre.

erste Contact erfolgen musste. Das Spectrum besteht in solchen Fällen, wie wir noch näher ausführen werden, aus zwei über einander stehenden Hälften, von denen die eine sehr intensive *abcd* das Spectrum der Sonne, die andere ein sehr mattes, infolge der grossen Dispersion des Lichtes stark abgeblasstes Spectrum *aefc* des diffusen Atmosphärenlichtes ist. Beide Spectra sind von den Fraunhofer'schen Linien gleichmässig durchzogen, wie es die *Fig. 59* für

Fig. 59.



Young's Beobachtung des Protuberanzen-Spectrums.

das Stück des Spectrums zwischen *B* und *C* näher zeigt. Trifft die eine Spalthälfte zufällig auf eine Protuberanz *p*, so erscheinen auf dem matten Spectrum des Tageslichtes zugleich die *hellen* Linien des in dieser Protuberanz glühenden Gases, also insbesondere die Wasserstofflinien $H\alpha$ (roth) auf *C*, $H\beta$ (grün) auf *F* und $H\gamma$ (blau) nahe vor *G*, sowie die hellen Linien der anderen, in der Protuberanz glühenden Stoffe, falls solche darin vorhanden sind.

Schon vor dem Eintreten des Mondes in die Sonnenscheibe beobachtete Young, als er das Beobachtungsrohr



Chromolith. v. A. Schütze Berlin.
Braunschweig Verlag von G. Westermann.

auf die Linie C des Spectrums richtete, eine sehr helle rothe Linie m auf dem dunklen Spectrum der Sonnenumgebung genau in der Verlängerung der dunklen Linie C der Sonne selbst, ein Anzeichen, dass die Sonne an dieser Stelle von einer Schicht glühenden Wasserstoffs umgeben war, deren Höhe aus der Länge der hellen Linie m sich auf 1000 bis 2500 geographische Meilen berechnen liess.

Nun ist klar, dass der Mond in seinem Vorrücken gegen die Sonne zuerst diese Wasserstoffschicht bedecken muss. Der Beobachter erkennt den Eintritt des Mondes in diese Schicht und sein Vorrücken durch dieselbe an der Verkürzung der hellen rothen Linie m und er kann den Moment des ersten Contactes zwischen dem Monde und der Sonne mit grosser Genauigkeit bestimmen, wenn er die Zeit notirt, wo diese Linie vollständig verschwindet. Ganz dasselbe geschieht, wenn man statt der Linie C die Linie F in das Sehfeld des Beobachtungsrohres bringt, jedoch empfiehlt sich zu diesem Zwecke die rothe Linie $H\alpha$ besser als die grünblaue $H\beta$.

Schon Faye hatte die Anwendung dieser Spectralmethode zur genauen Beobachtung des ersten Eintrittes des Mondes, der Venus oder eines andern Planeten in die Sonnenscheibe in Vorschlag gebracht; Young hat dieselbe ausgeführt. Kurz vor dem Beginne der Totalität wurde der Spalt auf die in *Fig. 51* mit d bezeichnete Protuberanz gerichtet und die Linie C in das Sehfeld gebracht. Mit dem Eintritte der Totalität erglänzte die rothe Linie $H\alpha$ äusserst intensiv, aber sie durchzog wegen der geringen Höhe der Protuberanz nicht die ganze Breite des Spectrums. Unterhalb C nach A hin wurde keine helle Linie wahrgenommen, eben so wenig zeigte sich eine solche zwischen C und D. Dicht hinter der zweiten

hinreichende Aufmerksamkeit hätte zugewandt werden können. Die wenigen Beobachtungen, welche theils von Rziha in Aden, theils von Tennant in Guntoor angestellt wurden, kommen darin überein, dass beim Eintritte der Totalität alle dunkle Linien des Lichtspectrums plötzlich verschwanden und das Licht der Corona nur ein *schwaches continuirliches* Spectrum gab. Tennant giebt zu, dass dieses Spectrum auch wohl noch schwache Linien gehabt haben möge, die er jedoch nicht habe wahrnehmen können, weil er, um überhaupt etwas zu sehen, den Spalt seines Instrumentes weit geöffnet habe und folglich etwaige Linien in einander hätten verfliessen müssen.

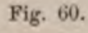
Die amerikanische Finsterniss (1869) hat über das Spectrum und damit zugleich über die Natur der Corona ein reicheres Material geliefert, welches zunächst die früheren Beobachtungen, dass dieses Spectrum keine dunkle Linien hat, bestätigt.

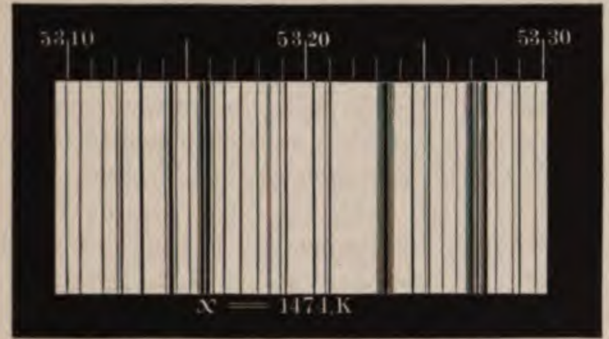
Pickering, Harkness, Young u. A. stimmten darin überein, dass in dem Augenblick, wo der letzte Strahl der Sonne verschwand, auch sämmtliche Fraunhofer'sche Linien aus dem Spectrum verschwanden. In den kleineren Instrumenten von Pickering und Harkness, deren Gesichtsfeld gross war, rührte das Spectrum von der Corona, den Protuberanzen und dem Himmel in der Nähe der Sonne her. Während der Totalität zeigten diese Instrumente ein schwaches continuirliches Spectrum, das von dunklen Linien frei, dagegen von *zwei* bis *drei hellen* Linien durchzogen war.

Young, dessen Spectroskop *(Fig. 57)* aus fünf Prismen bestand, fand im Spectrum der Corona die drei hellen Linien, welche auf Tafel IV, Nr. 2, bezogen auf die darüber stehende Millimeterscala Kirchhoff's, in der Farbe, in

welcher sie erschienen, eingetragen sind. Diese Linien waren 1250±20, 1350±20 und 1474.

Die Wellenlänge der Linie 1474 beträgt nach Ångström 0,00053159 mm. Uebrigens ist das Zusammenfallen derselben mit einer Eisenlinie nur scheinbar und bedingt durch eine zu geringe Dispersion des benutzten Spectroskops. Im Jahre 1876 fand nämlich Young unter Anwendung eines mächtigen Spectralapparates, dass die genannte Linie in Wirklichkeit doppelt ist. Die brechbarere


Fig. 60.



Die Coronalinie 1474 K. und Umgebung, nach Young.

von beiden erscheint etwas nebelig, die andere dagegen scharf und wohlbegrenzt. Erstere ist die wirkliche Coronalinie, die andere aber gehört dem Eisendampfe an. *Fig. 60* giebt eine Darstellung des Spectrums nahe der in Rede stehenden Linie nach einer Zeichnung von Young.

Welche Substanz diese Coronalinie erzeugt, ist zur Zeit noch völlig unbekannt. Winlock hat zwar im Spectrum eines hellen Nordlichtes unter fünf von ihm gesehenen Linien auch eine solche nahe bei 1474 (K.) gesehen (Tafel IV, *Fig. 3*) und Young schloss damals auf die Identität dieser

auf die Linie C des Spectrums richtete, eine sehr helle rothe Linie m auf dem dunklen Spectrum der Sonnenumgebung genau in der Verlängerung der dunklen Linie C der Sonne selbst, ein Anzeichen, dass die Sonne an dieser Stelle von einer Schicht glühenden Wasserstoffs umgeben war, deren Höhe aus der Länge der hellen Linie m sich auf 1000 bis 2500 geographische Meilen berechnen liess.

Nun ist klar, dass der Mond in seinem Vorrücken gegen die Sonne zuerst diese Wasserstoffschicht bedecken muss. Der Beobachter erkennt den Eintritt des Mondes in diese Schicht und sein Vorrücken durch dieselbe an der Verkürzung der hellen rothen Linie m und er kann den Moment des ersten Contactes zwischen dem Monde und der Sonne mit grosser Genauigkeit bestimmen, wenn er die Zeit notirt, wo diese Linie vollständig verschwindet. Ganz dasselbe geschieht, wenn man statt der Linie C die Linie F in das Sehfeld des Beobachtungsrohres bringt, jedoch empfiehlt sich zu diesem Zwecke die rothe Linie $H\alpha$ besser als die grünblaue $H\beta$.

Schon Faye hatte die Anwendung dieser Spectralmethode zur genauen Beobachtung des ersten Eintrittes des Mondes, der Venus oder eines andern Planeten in die Sonnenscheibe in Vorschlag gebracht; Young hat dieselbe ausgeführt. Kurz vor dem Beginne der Totalität wurde der Spalt auf die in *Fig. 51* mit d bezeichnete Protuberanz gerichtet und die Linie C in das Sehfeld gebracht. Mit dem Eintritte der Totalität erglänzte die rothe Linie $H\alpha$ äusserst intensiv, aber sie durchzog wegen der geringen Höhe der Protuberanz nicht die ganze Breite des Spectrums. Unterhalb C nach A hin wurde keine helle Linie wahrgenommen, eben so wenig zeigte sich eine solche zwischen C und D. Dicht hinter der zweiten

hinreichende Aufmerksamkeit hätte zugewandt werden können. Die wenigen Beobachtungen, welche theils von Rziha in Aden, theils von Tennant in Guntoor angestellt wurden, kommen darin überein, dass beim Eintritte der Totalität alle dunkle Linien des Lichtspectrums plötzlich verschwanden und das Licht der Corona nur ein *schwaches continuirliches* Spectrum gab. Tennant giebt zu, dass dieses Spectrum auch wohl noch schwache Linien gehabt haben möge, die er jedoch nicht habe wahrnehmen können, weil er, um überhaupt etwas zu sehen, den Spalt seines Instrumentes weit geöffnet habe und folglich etwaige Linien in einander hätten verfliessen müssen.

Die amerikanische Finsterniss (1869) hat über das Spectrum und damit zugleich über die Natur der Corona ein reicheres Material geliefert, welches zunächst die früheren Beobachtungen, dass dieses Spectrum keine dunkle Linien hat, bestätigt.

Pickering, Harkness, Young u. A. stimmten darin überein, dass in dem Augenblick, wo der letzte Strahl der Sonne verschwand, auch sämmtliche Fraunhofer'sche Linien aus dem Spectrum verschwanden. In den kleineren Instrumenten von Pickering und Harkness, deren Gesichtsfeld gross war, rührte das Spectrum von der Corona, den Protuberanzen und dem Himmel in der Nähe der Sonne her. Während der Totalität zeigten diese Instrumente ein schwaches continuirliches Spectrum, das von dunklen Linien frei, dagegen von *zwei* bis *drei hellen* Linien durchzogen war.

Young, dessen Spectroskop (*Fig. 57*) aus fünf Prismen bestand, fand im Spectrum der Corona die drei hellen Linien, welche auf Tafel IV. Nr. 2, bezogen auf die darüber stehende Millimeterscala Kirchhoff's, in der Farbe, in

ein klares Bild des Protuberanzen-Spectrums, wie es sich zur Zeit der Totalität einer Sonnenfinsterniss dem Auge darstellt. Selbstverständlich fehlt dann die obere Hälfte des Bildes oder das Sonnenspectrum; statt dessen zeigte sich auf dem Spectrum der Protuberanzen noch ein schwaches continuirliches Spectrum, ohne irgend eine Spur von dunklen Linien, welches ohne Zweifel der Corona angehörte.

Stellen wir die hellen Protuberanzlinien nach der damaligen Beobachtung von YOUNG nochmals in ihrer Reihenfolge vom Roth bis Blau übersichtlich zusammen, so standen sie nach der KIRCHHOFF'schen Scala auf folgenden Zahlen:

1) 694 . . . $C = H\alpha$.
2) 1017,5 . . . D_3 (weder dem Wasserstoff noch dem Natrium angehörend).
3) 1250±20 }
4) 1350±20 } wahrscheinlich der Corona angehörend.
5) 1474 }
6) 2080 . . . $F = H\beta$.
7) 2602±2 (auch von Lieutenant HERSCHEL zwischen F und G bei der Finsterniss vom 18. August 1868 beobachtet).
8) 2796 . . . $H\gamma$.
9) 3370,1 . . . $h = H\delta$.

Die Resultate der spectroskopischen Beobachtung der Protuberanzen, welche die Finsterniss von 1868 geliefert hat, erhielten also durch die Beobachtungen von 1869 ihre volle Bestätigung und die späteren Finsternisse haben noch Erweiterungen geliefert, auf deren Bedeutung wir in den folgenden Paragraphen zurückkommen werden.

15. Das Spectrum und die Natur der Corona.

Bei der indischen Sonnenfinsterniss (1868) nahm die spectroskopische Untersuchung der Protuberanzen die Beobachter zu sehr in Anspruch, als dass der Corona eine

hinreichende Aufmerksamkeit hätte zugewandt werden können. Die wenigen Beobachtungen, welche theils von RZIHA in Aden, theils von TENNANT in Guntoor angestellt wurden, kommen darin überein, dass beim Eintritte der Totalität alle dunkle Linien des Lichtspectrums plötzlich verschwanden und das Licht der Corona nur ein *schwaches continuirliches* Spectrum gab. TENNANT giebt zu, dass dieses Spectrum auch wohl noch schwache Linien gehabt haben möge, die er jedoch nicht habe wahrnehmen können, weil er, um überhaupt etwas zu sehen, den Spalt seines Instrumentes weit geöffnet habe und folglich etwaige Linien in einander hätten verfliessen müssen.

Die amerikanische Finsterniss (1869) hat über das Spectrum und damit zugleich über die Natur der Corona ein reicheres Material geliefert, welches zunächst die früheren Beobachtungen, dass dieses Spectrum keine dunkle Linien hat, bestätigt.

PICKERING, HARKNESS, YOUNG u. A. stimmten darin überein, dass in dem Augenblick, wo der letzte Strahl der Sonne verschwand, auch sämmtliche FRAUNHOFER'sche Linien aus dem Spectrum verschwanden. In den kleineren Instrumenten von PICKERING und HARKNESS, deren Gesichtsfeld gross war, rührte das Spectrum von der Corona, den Protuberanzen und dem Himmel in der Nähe der Sonne her. Während der Totalität zeigten diese Instrumente ein schwaches continuirliches Spectrum, das von dunklen Linien frei, dagegen von *zwei* bis *drei hellen* Linien durchzogen war.

YOUNG, dessen Spectroskop *(Fig. 57)* aus fünf Prismen bestand, fand im Spectrum der Corona die drei hellen Linien, welche auf Tafel IV, Nr. 2, bezogen auf die darüber stehende Millimeterscala KIRCHHOFF's, in der Farbe, in

den hellen Linien der Protuberanzen der Fall ist. 2) Das grüne Bild der inneren ringförmigen Corona war ganz gleichförmig und am deutlichsten ausgeprägt; am schärfsten zeigten sich seine höchsten Theile, obwohl das Licht an diesen oberen Stellen weniger intensiv war als an der Basis. Es hatte anscheinend eine ganz kreisförmige Gestalt und erstreckte sich bis ungefähr auf 6 bis 7 Minuten vom Sonnenrande. 3) Auch im Roth bei *C* zeigte sich ein Coronabild, aber etwas verwaschen und nicht so hell wie im Grün bei 1474; selbst im Blau bei *F* und *h* zeigten sich Spuren des Bildes, aber sehr blass und undeutlich. 4) Die farbigen Bilder standen auf einem lichtschwachen und etwas farbigen Hintergrunde; wenn daher das Licht der Corona noch andere Linien als die grüne 1474 enthält, so sind diese jedenfalls weit schwächer als die letztere.

Bei derselben Finsterniss sah Janssen nach der gewöhnlichen Methode ein schwaches continuirliches Spectrum und ausser der hellen grünen Linie noch dunkle, von denen er *D* sicher erkannte.

Bei der Sonnenfinsterniss vom 29. Juli 1878 sah Professor Brackett (von der Princeton-Expedition, die unter Führung von Young zu Denver beobachtete) bei Anwendung eines spaltlosen grossen Spectroskops à vision directe von den farbigen Coronabildern keine Spur. Prof. Young benutzte ein fluorescirendes Ocular, welches das sonst unsichtbare ultraviolette Ende des Spectrums zeigt. Der Apparat liess vor der Finsterniss zahlreiche dunkle Linien in diesem Theile des Spectrums erkennen, aber während der Finsterniss zeigte er keine Spur von hellen Linien. Die sehr sorgfältig präparirten und empfindlichsten photographischen Platten hatten keinen bessern Erfolg, ausser dass Dr. Draper, N. Lockyer und einer oder zwei andere



Braunschweig, Verlag von G. Westermann.

Chromolith. v. A. Schütze, Berlin.

Beobachter mittels eines spaltlosen Spectroskops einen Abdruck eines schwachen continuirlichen Spectrums im Ultraviolett erhielten, ohne Ringe oder Zeichen irgend welcher Art. Offenbar waren keine Linien vorhanden, die man hätte sehen oder photographiren können. Professor ROCKWOOD fand das Spectrum der Corona continuirlich und mässig hell, auch er konnte keine Spur von hellen Ringen erkennen. Prof. EASTMAN machte den Versuch, die Höhe zu messen, bis zu welcher das continuirliche Spectrum sich ausdehnte. Obwohl die Corona nach den verschiedenen Richtungen hin nicht gleich intensiv war, so verschwand das Spectrum doch fast in gleicher Höhe rings um den ganzen Rand der Sonne. Prof. BARKER, der zu Rawlins (Wyoming) beobachtete, berichtet: „Als ich meine Aufmerksamkeit dem Spectroskop zuwandte, auf dessen Spalt bereits das Bild der Corona mittels des Suchers eingestellt war, wobei der Spalt eine radiale Stellung hatte, zeigte mir der erste Blick durch das Instrument ein helles aber continuirliches Spectrum. Die geprüfte Gegend war derjenige Theil des Spectrums, der vor der Totalität zwischen die Nadelspitzen des Mikrometers eingestellt war. Ganz unvorbereitet auf ein so unerwartetes Resultat bewegte ich das beobachtende Fernrohr so, dass das grüne Feld des Spectrums ins Gesichtsfeld kam, da ich sicher erwartete, 1474 (K.) zu sehen und durch das Aussehen dieser Linie festzustellen, ob mein Apparat in Unordnung gekommen. Aber auch hier war keine helle Linie; der grüne Theil erschien eben so continuirlich wie der blaue. Ich verengerte hierauf allmählich den Spalt, der vorher am Sonnenspectrum so eingestellt war, dass die D-Linie an ihren Rändern neblig erschien, indem ich hoffte, dadurch die Schärfe zu verbessern; aber mit keinem


Taf.

besseren Ergebniss; es konnten keine helle Linien gesehen werden. Zu meiner grossen Ueberraschung aber erschien, als der Spalt so verengert war, die untersuchte Gegend, die sich von *b* bis *G* erstreckte, erfüllt mit dunklen Linien auf dem hellen Hintergrunde, und es konnten diese dunklen Linien erkannt werden als die FRAUNHOFER'schen Sonnenlinien. Noch bestrebt, helle Linien zu erhalten, öffnete ich den Spalt allmählich, bewegte das Beobachtungsfernrohr über die ganze Länge des Spectrums vom Roth bis zum Violett, wiederholte die Operation dreimal, indem ich in jeder Gegend von Zeit zu Zeit die Breite des Spaltes änderte; aber ich konnte keine einzige helle Linie entdecken. Herr DRAPER wurde hinzugerufen und bestätigte diesen Befund, den er auch an seinem eigenen Spectroskop gesehen hatte.

Ich kehrte zum Spectroskop zurück, stellte den Spalt tangential zum Mondrande, bewegte das Beobachtungsfernrohr von einem Ende des Spectrums zum andern, indem ich in Intervallen den Spalt verengerte und erweiterte; aber das Spectrum erschien so continuirlich wie zuvor. Hierauf wurde der Spalt wieder radial gestellt und nun ein anderer Theil der Corona untersucht. Bei der Prüfung des Spectrums erschienen wieder keine helle Linien, ausser einmal in einem Moment, als der Spalt über eine kleine Protuberanz ging, die am Südwestrande der Sonne vorhanden war. Da von den 165 Secunden nun bereits ein Drittel verstrichen war, entschloss ich mich, die noch übrige Zeit auf eine sorgfältigere Prüfung der FRAUNHOFER'schen Linien zu verwenden.

Jetzt zum erstenmale, da ich die Breite des Spaltes und seine Stellung zur Corona mit mehr Sorgfalt regulirte, beobachtete ich, dass diese Linien nicht durch das ganze

Feld deutlich hindurchgingen, sondern eine Länge hatten, die der Breite des Coronabildes auf dem Spalt entsprach. An der Basis des Spectrums, welche der Basis der Corona entsprach, erschienen sie hell und scharf und zwar so sehr als in dem ähnlich concentrirten Mondlichte; gleichwohl war das continuirliche Spectrum, das ihren Hintergrund bildete, relativ heller als das des Mondlichtes. Es war nicht schwer, sie als Fraunhofer'sche Linien zu identificiren. So waren *b* und *F* ganz besonders deutlich, und *D*, *E* und *G* wurden, wenn sie auch weniger deutlich waren, identificirt. Sie verblassten allmählich von der Basis des Spectrums nach oben und schienen zu enden, wo das continuirliche Spectrum der Corona oben begrenzt war. Während ich hiermit beschäftigt war, zeigte ein Strahl Sonnenlicht, dass die Totalität beendet und die Sonnenfinsterniss von 1878 vorüber war."

Was ist nun die Natur der Corona, dieses in silberweissem magischem Lichte strahlenden Kranzes, welcher zur Zeit der totalen Finsterniss die schwarze Mondscheibe wie mit einem Heiligenschein umgiebt und dadurch dem ganzen Phänomen einen unbeschreiblichen Reiz verleiht? Man hat früher geglaubt, dass, während der innere helle, an den Mondrand sich anschliessende Lichtring der Sonne selbst angehöre, die von demselben auslaufenden Strahlen nichts Anderes seien als die an dem dunklen und unebenen Mondkörper reflectirten Sonnenstrahlen, welche durch eine Art Lichtbeugung in die Atmosphäre der Erde und von dieser durch Reflexe in das Auge des Beobachters gelangten.

Ohne die Möglichkeit zu bestreiten, dass auf diese oder eine ähnliche Weise in einzelnen Fällen scheinbare Strahlungen entstehen mögen, darf man doch sicherlich die Strahlung der Corona im Allgemeinen auf ein solches optisches Phänomen nicht zurückführen.

Die Vergleichung der photographischen Bilder führt ferner zu der Wahrnehmung, dass in dem Masse, wie der Mond fortrückte, die Corona am östlichen Rande der Sonne immer mehr bedeckt, am westlichen Rande immer mehr frei wurde, der Lichtkranz sich also nicht mit dem Monde fortbewegte, sondern unverändert während der ganzen Finsterniss stehen blieb.

Dass also die Corona der Sonne angehört, darüber kann kein Zweifel bestehen, um so dunkler ist dagegen noch ihr Wesen selbst. Ziemlich sicher ist zunächst nur, dass, nach Ausweis der Finsternissbeobachtungen bis 1878 inclusive, die Ursache, welche eine elfjährige periodische Veränderung der Fleckenhäufigkeit der Sonne bedingt, in ähnlicher periodischer Art auch die Corona afficirt. „In den Jahren 1869, 1870 und 1871," sagt Prof. Young, „waren die gasigen Bestandtheile der Corona, der Wasserstoff und die ‚1474-Materie', in solcher Menge und Beschaffenheit vorhanden und sie erhoben sich so hoch über die Oberfläche der Sonne, dass ihre Linien im Spectrum der Corona deutlich waren und die Aufmerksamkeit der Beobachter stärker anzogen als das schwache continuirliche Spectrum des von den kleinen festen oder flüssigen Körperchen, die gleichfalls einen wesentlichen Theil der Corona bilden, ausgestrahlten und reflectirten Lichtes; 1878 ist das Verhältniss umgekehrt. Die Gase sind entweder ihrer Menge nach zu gering oder zu kühl, um sichtbar zu sein."

Die Discussion der Ergebnisse, welche besonders die Finsterniss vom 29. Juli 1878 lieferte, führte A. Schuster zu dem etwas gewagten Schlusse, dass, indem das Erscheinen eines continuirlichen Spectrums auf die Gegenwart fester oder flüssiger Theilchen hinweist, man an eine Materie denken müsse, die nach Art von kosmischen Meteoren in die Sonne

falle. Man kann sich diese vorstellen als ein Reg
Meteoren, der aus allen Richtungen auf die Sonne nie
und dabei in reflectirtem Sonnenlichte leuchtet, ab
gleich auch infolge der ungeheuren Erhitzung, wel
Partikelchen erleiden, eigenes Licht aussendet. Auch
findet es wahrscheinlich, dass, während die gasig
mente der Corona streng zur Sonne gehören, die nie
förmige Substanz, der Corona-Staub oder -Nebel, vo
dem und sehr wahrscheinlich meteorischem Ursprun
SCHUSTER hat folgende Hypothese zur Erklärung d
scheinungen aufgestellt: „Ein Meteorschwarm kre
die Sonne in einer sehr excentrischen Bahn. Bei
Periheldurchgang geht eine Anzahl von Meteoren
Sonne auf, und zwar wegen der gesteigerten Häufigke
Zusammenstosses unter einander und der Auflösung
der Temperatursteigerung und des Eintretens in die S
temperatur. Die locale Temperatursteigerung, die
das Hineinfallen veranlasst wird, muss an der Obe
der Sonne Strömungen erzeugen und Cyklone en
lassen, die wir Sonnenflecke nennen. Wenn die M
eine Periode haben, so dass alle elf Jahre eine zahlr
Menge durch das Perihel geht, dann wird sich eine
Anzahl von Sonnenflecken bilden, und gleichzeitig w
wir einen Unterschied in dem Aussehen der Coron
obachten, der wohl von der Art sein könnte, wie m
wirklich beobachtet hat.“ Bei dem gegenwärtigen S
der Wissenschaft ist die Frage nach der Natur der C
nur hypothetisch zu beantworten; es wird ferneren
fältigen Beobachtungen bei späteren totalen Sonnenfi
nissen vorbehalten bleiben, weitere Erfahrungen zu
meln, um die bereits jetzt gewonnenen Ansichten zu st
oder andere an deren Stelle zu setzen.

16. Das Telespectroskop und die Methode, das Spectrum der Protuberanzen bei Sonnenschein zu beobachten.

Schon im October 1866 theilte J. NORMAN LOCKYER der Royal Society zu London eine Methode mit, um das Spectrum der Protuberanzen zu jeder Zeit, wenn die Sonne scheint, zu beobachten; aber seine Bemühungen blieben ohne Erfolg, weil die von ihm angewandten Spectralapparate eine zu geringe Dispersionskraft hatten.

Als JANSSEN bei der Beobachtung der Sonnenfinsterniss vom 18. August 1868 von dem ausserordentlichen Glanze der Protuberanz-Linien überrascht wurde, rief er bei dem Wiedererscheinen der Sonne und dem Verschwinden der Protuberanzen aus: „Je reverrai ces lignes là en dehors des éclipses!“ Aber Wolken verhinderten ihn, noch am selbigen Tage seine Absicht auszuführen. Am 19. August war er vor Tagesanbruch aufgestanden, um den Sonnenaufgang zu beobachten. Kaum hatte sich das Tagesgestirn in seinem vollen Glanze über den Horizont erhoben, als es ihm gelang, das Spectrum der Protuberanzen in voller Klarheit zu sehen. Der Anblick des vorigen Tages war vollständig verändert. Die Vertheilung der Gasmassen war rings um die Sonne herum eine ganz andere geworden, und von der grossen Protuberanz waren kaum noch einige Spuren übrig geblieben. Von diesem Tage an studirte JANSSEN in Indien siebzehn Tage lang hinter einander die Protuberanzen und entwarf Zeichnungen, aus denen hervorging, dass diese Gasmassen mit ausserordentlicher Geschwindigkeit Gestalt und Ort verändern. Der Bericht von JANSSEN, in welchem er seine neue Entdeckung dem französischen Minister des Unter-

richts mittheilte, ist vom 19. September aus *Koranada* datirt.

Lockyer hatte inzwischen sein Instrument verbessert; aber erst am 16. October 1868 kam er in den Besitz desselben, als die Nachricht von der Entdeckung Janssen's Europa längst erreicht hatte. Am 20. October war das *Telespectroskop** so weit aufgestellt, dass damit Beobachtungen angestellt werden konnten, und noch an demselben Tage konnte Lockyer an die Royal Society in London schreiben:

„Ich habe diesen Morgen mit vollständigem Erfolge das Spectrum einer Sonnenprotuberanz erhalten und beobachtet. Das Resultat ist das Auftreten von drei hellen Linien in folgender Lage (*Fig. 56*, Nr. 6): 1) eine Linie vollständig coincidirend mit *C*, 2) eine Linie coincidirend mit *F*, 3) eine Linie nahe bei *D*."

Diese dritte immer sehr feine Linie nahe bei D ist um 9 bis 10 Grade der Kirchhoff'schen Scala *brechbarer* als die brechbarste der beiden *D*-Linien (d. h. sie liegt weiter nach dem Grün hin) und wird mit D_3 bezeichnet.

In einer folgenden Mittheilung an Warren de la Rue erklärt Lockyer, dass die Protuberanzen bloss locale Anhäufungen einer glühenden gasigen Materie seien, welche die ganze Sonne einhülle, und dass er auf allen Seiten der Sonne das charakteristische Spectrum der Protuberanzen wahrnehmen könne. Er giebt die Dicke dieser Gashülle auf ungefähr 1000 geographische Meilen an, macht die Mittheilung, dass das reine Spectrum einer Protuberanz aus *kurzen* hellen Linien bestehe, dass aber,

* Wir bezeichnen mit diesem Ausdrucke die Verbindung eines durch Uhrwerk bewegten Teleskops mit einem Spectroskope von grosser Dispersionskraft.

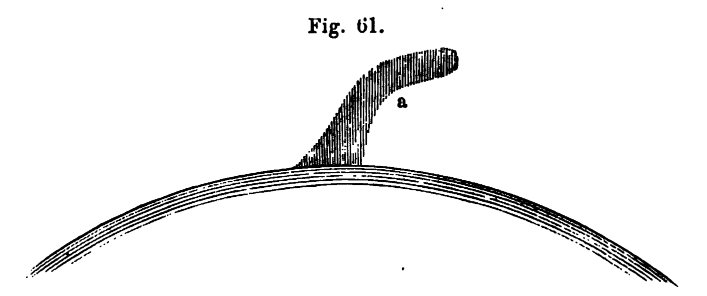
wenn man den Spalt des Instrumentes in der Weise, wie es durch *Fig. 58* erläutert worden ist, auf den äussersten Rand *MN* der Sonne richte und ihn dann senkrecht zu der Tangente *ac* dieser Randstelle fixire, sich ein schmaler Streifen *abcd* des Sonnenspectrums zeige, befranst von dem matten Spectrum *aefc* der Luft und der Protuberanz *p*. Da sich auf diese Weise die hellen Linien der Protuberanz dicht an das Sonnenspectrum anschliessen oder die Verlängerungen der FRAUNHOFER'schen Linien des letzteren bilden, so lasse sich mit grosser Genauigkeit feststellen, welche helle Protuberanz-Linien mit FRAUNHOFER'schen Linien zusammenfallen und welche nicht. Wenn das Spectroskop nach dieser Methode auf den äussersten Rand der Sonne eingestellt und dann der Spalt rund um den Rand herumgeführt werde, so könne man nicht bloss sofort das Spectrum der Protuberanzen wahrnehmen, sondern auch, da diese Linien nur da entstehen, wo eine Wasserstoff-Ansammlung vorhanden ist, aus der grösseren oder kleineren Länge der hellen Linien fast mit derselben Genauigkeit wie bei einer Sonnenfinsterniss eine Zeichnung von der Figur und der Lage der Protuberanzen rund um die Sonne herum entwerfen.

Die *Fig. 61* zeigt eine Protuberanz, deren Gestalt LOCKYER nach dieser Methode beobachtet und gezeichnet hat. Da die Höhe der hellen Linien, z. B. der blaugrünen *F*-Linie, von der Höhe der Protuberanz, auf welche der Spalt des Spectroskops gerichtet ist, abhängt, und diese Linien nur dann im Sehfelde des Instrumentes erscheinen, wenn das Licht des glühenden Gases in den Spalt einfällt, so ist leicht einzusehen, dass man seine Aufmerksamkeit nur auf eine dieser hellen Linien zu richten braucht, um die ganze Gestalt der Protuberanz bestimmen zu können.

Gewahrt man nämlich eine solche Linie von einiger Höhe, so hat man eine Protuberanz in Sicht; dreht man dann den Spalt langsam nach rechts und nach links, so verkürzt oder verlängert sich die Linie, je nachdem die Protuberanz niedriger oder höher wird; oder sie erscheint unterbrochen, zweitheilig, oder, wie bei der Stelle *a*, isolirt von dem Spectrum, welches das Tageslicht erzeugt, je nachdem die Protuberanz selbst unterbrochen oder von dem Sonnenrande getrennt ist.

Lockyer hat unzweifelhaft die Idee, das Spectrum

Fig. 61.



Zeichnung einer Protuberanz vermittels einer ihrer Spectrallinien.

der Protuberanzen zu jeder Tageszeit, wo die Sonne scheint, zu beobachten, zuerst ausgesprochen *und eine Methode dazu angegeben;* Janssen hat dieselbe zuerst in Ausführung gebracht. Unter solchen Umständen lässt sich nicht darüber streiten, wem das Recht der Priorität dieser wichtigen Entdeckung zur Seite steht; der Ruhm, der sich daran anknüpft, ist übrigens gross genug, dass sich die beiden Gelehrten darin theilen können.

Die Möglichkeit, bei hellem Sonnenscheine die Spectrallinien der Protuberanzen zu beobachten, liegt in der Verschiedenheit der beiden Spectren des Sonnenlichtes und der Protuberanzen; jenes ist, abgesehen von den dunklen

Linien, continuirlich; dieses besteht bloss aus einigen wenigen hellen Linien. Wenn nun beide Spectra gleichzeitig im Spectroskope erscheinen, so wird in den gewöhnlichen Instrumenten das äusserst intensive continuirliche Spectrum das Linienspectrum überwuchern und nicht zur Wahrnehmung gelangen lassen. Nun kann man aber durch Vermehrung der Prismen die Spectra immer mehr ausdehnen; geschieht dieses, so wird das continuirliche Sonnenspectrum an Intensität bedeutend geschwächt und kann bei einer hinreichend grossen Anzahl von Prismen fast zum Verschwinden gebracht werden; das Licht der Protuberanzen dagegen besteht nur aus sehr wenigen Farben, welche durch die vermehrte Dispersion zwar weiter aus einander rücken, aber einzeln nur verschoben, nicht aber erheblich geschwächt werden und sich daher als sehr glänzende Linien im Spectroskope zu erkennen geben. So kommt es, dass bei Anwendung eines stark zerstreuenden Spectroskops das blendende Licht der Sonnenumgebung seine Kraft verliert, wogegen die glänzenden Linien der Protuberanzen ihre Intensität beibehalten und sogar auf der Sonnenscheibe selbst beobachtet werden können. Je grösser daher die Lichtzerstreuung des Instrumentes ist, desto glänzender zeigen sich die farbigen Protuberanzlinien.

Auf diese Wahrnehmungen hat LOCKYER seine Methode, das Protuberanzspectrum mittels eines Telespectroskops (*Figg. 62* u. *63*) bei Sonnenschein zu beobachten, gegründet. Man richtet hiernach den Spalt eines *stark zerstreuenden* Spectroskops *dceh*, welches vermittels des Schlittens *aab* an ein durch Uhrwerk getriebenes, parallaktisch montirtes Teleskop *LTP* festgeschraubt ist, senkrecht zu einem Randtheile des Sonnenbildes, welches von dem Objectiv-

glase des Teleskops im Hauptbrennpunkte erzeugt wird. Wenn man dann das Beobachtungsrohr *e* des Spectroskops von einem Ende des Spectrums bis zum andern bewegt und jedesmal scharf einstellt, so erscheinen die hellen

Fig. 62.



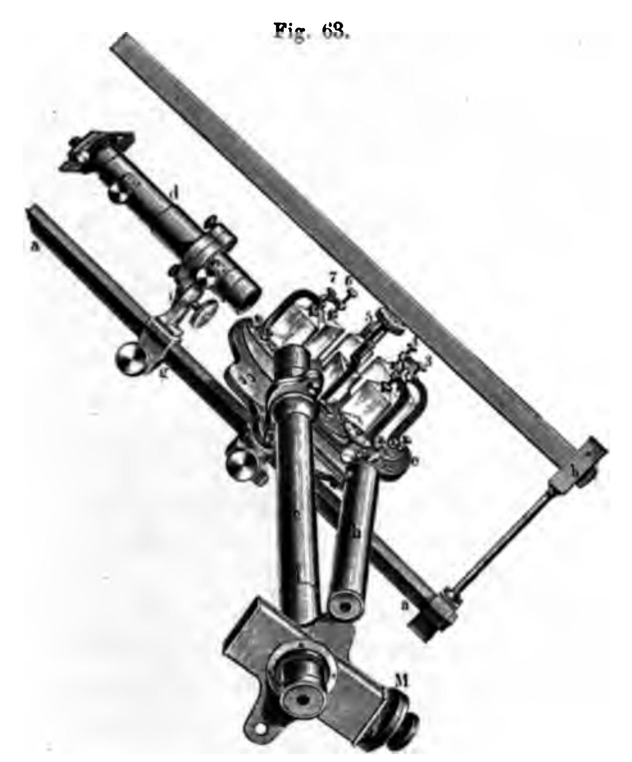
J. Norman Lockyer (Porträt) an seinem Telespectroskope.

Linien der Protuberanzen als Verlängerungen der dunklen Linien des der Sonnenscheibe angehörigen Spectrums auf einem bedeutend abgeschwächten Spectrum der Erdatmosphäre. In der Abbildung ist *S* der Sucher, *g* ein Handgriff zum Einstellen des Teleskops in die Declination, *d* das

Rohr mit dem Spalte, *h* ein kleines Fernrohr zum Ablesen des durch *aa* theilweise verdeckten Mikrometerkopfes.

Das Teleskop, ein vorzüglicher Refractor von $6^1/_4$ Zoll Oeffnung und $98^1/_2$ Zoll Brennweite, wird durch ein Uhr-

Fig. 63.



Lockyer's Telespectroskop construirt von J. Browning.

werk in Bewegung gesetzt. Die einzelnen Theile des von John Browning mit bekannter Meisterschaft construirten Spectroskops sind in *Fig. 63* in grösserem Massstabe dargestellt. Das Ocular ist vom Teleskop entfernt; das Sonnenbildchen liegt daher ausserhalb des Teleskoprohres

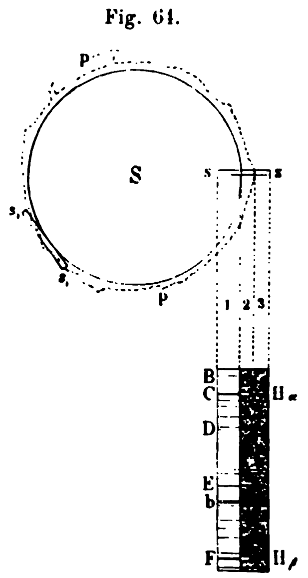
und kann mit einem Schirme leicht aufgefangen werden. Der Spalt des Collimators *d* wird auf den Rand dieses Bildchens scharf eingestellt und dann das Beobachtungsrohr *e* mittels des Getriebes *n* um den Zapfen *m* so weit gedreht, dass die dunkle Linie *C* oder *F* des Sonnenspectrums sich mitten im Sehfelde befindet. Der Collimator *d* lässt sich durch die Schraube *i* drehen, um den Spalt nach Belieben senkrecht oder tangential zum Sonnenrande stellen zu können. Das Prismensystem *c* besteht aus sieben Prismen eines dichten Flintglases,* jedes von 45°, und giebt einen brechenden Winkel von mehr als 300°. Um die Dispersion noch mehr zu vergrössern, wendet LOCKYER zuweilen noch ein achtes Prisma von 60° an; in besonderen Fällen wird sogar ein weiteres Prismensystem à vision directe in das Beobachtungsrohr *e* eingefügt.

Die *Fig. 61* erläutert im Anschlusse an die *Fig. 58* die Methode dieser Protuberanzbeobachtungen noch näher. *S* bezeichnet das Sonnenbildchen, welches von dem Objectivglase des Teleskops gebildet wird; *pp* das Bild der unmittelbarsten Umgebung der Sonne, welche, da ihr Licht von dem Tageslichte überwuchert wird, direct nicht wahrgenommen werden kann. Der Spalt *ss* steht senkrecht zum Rande der Sonne, also in der Richtung des Sonnenradius so, dass die eine Hälfte auf die Sonnenscheibe fällt, die andere aber über diese hinaus in die die Sonne umgebende Hülle glühenden Wasserstoffs (Protuberanzen) hinausreicht. Das durch die starke Lichtzersetzung bereits sehr abgeschwächte, aber immer noch glänzende Spectrum 1 der Sonnenscheibe enthält die FRAUNHOFER'schen Linien in

* Das Glas hat ein specifisches Gewicht = 3,91, einen Brechungs-Index = 1,665 und eine Dispersionskraft = 0,0752.

schärfster Ausprägung. In der anderen Hälfte des Sehfeldes dagegen ist das Luftspectrum 2, 3 äusserst schwach und kann bei gehöriger Vermehrung der Prismen bis zum Verschwinden gebracht werden. Auf diesem Spectrum zeigt sich zugleich das Spectrum 2 der Protuberanzschicht pp im unmittelbaren Anschlusse an das Spectrum 1 der Sonnenscheibe, und die Beobachtung ergiebt, dass das Spectrum 2 aus mehreren *hellen* Linien besteht, unter denen die Wasserstofflinien zu jeder Zeit besonders hell auftreten und zwar $H\alpha$ (roth) genau in der Verlängerung von C, $H\beta$ (grünblau) eben so genau in der Verlängerung von F, $H\gamma$ (blau) nahe vor G (in der Figur nicht mehr gezeichnet), sowie sehr häufig die noch unbekannte Linie D_3 nahe hinter der Natriumlinie D_2.

Fig. 64.



Methode der Protuberanzbeobachtung.

Auf Tafel V, Nr. 4 ist das Doppelspectrum der Sonne und ihrer unmittelbarsten Umgebung, wie es sich in der Regel in den grösseren Telespectroskopen bei radialem Spalte darstellt, abgebildet. Es erscheinen in dem Spectrum des letzteren ausser den vier hellen Linien des glühenden Wasserstoffs in den meisten Fällen noch andere helle Linien als Umkehrung von FRAUNHOFER'schen Linien, darunter fast immer die gelbe Linie D_3 hinter D, nicht selten auch eine grüne Linie des Eisens auf 1474 (K.), die drei Magnesiumlinien b, und nach einer Beobachtung

von RAYET auch die beiden Linien D_1 und D_2 des Natriums. Weil das Spectrum der Protuberanzen und der die Sonne umgebenden Gasschicht *pp* aus einer Reihe von farbigen Linien besteht, hat LOCKYER dieser Gashülle den Namen *Chromosphäre* gegeben.

Man kann aber auch den Spalt $s_1 s_1$ *(Fig. 64) tangential* zum Sonnenrande stellen und entweder bloss das Licht der unmittelbarsten Sonnenumgebung der Chromosphäre, oder gleichzeitig noch das des äussersten Randes der Sonne durch den Spalt fallen lassen.

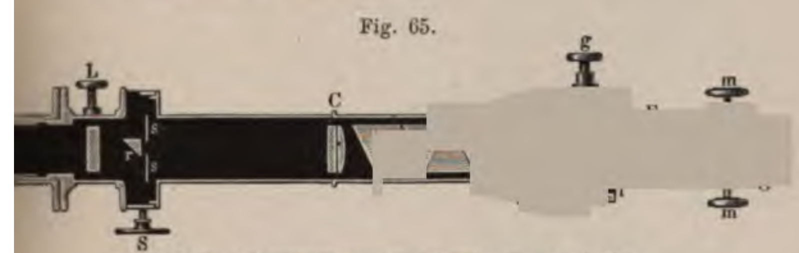
Ebenso kann man, anstatt das directe Sonnenbild des Objectivglases zu untersuchen, auch vermittels Ausziehens des Teleskop-Oculars ein vergrössertes Sonnenbild erzeugen und dann den Spalt auf das letztere richten.

Das Telespectroskop von Professor YOUNG *(Fig. 67)* hat im Wesentlichen dieselbe Construction wie das eben beschriebene von LOCKYER.

Das optische Institut von SIEG. MERZ in München construirt stark zerstreuende Spectroskope à vision directe, welche behufs der spectroskopischen Beobachtung der Protuberanzen in einem Teleskop an die Stelle des Oculars gesetzt werden und dann den Vortheil bieten, mittels des Instrumentes direct nach dem zu beobachtenden Gegenstande (Sonnenrand, Protuberanz, Fleck u. s. w.) hinsehen zu können. *Fig. 65* zeigt die innere Einrichtung eines MERZ'schen Spectroskops. Das Prismensystem *P* hat eine Dispersionskraft *D* bis $H = 8^0$; die Collimatorlinse befindet sich in *C;* der durch die Schraube *S* regulirbare Spalt *ss* ist zur Hälfte mit einem Reflexprisma *r* bedeckt, welches das Licht der zur Vergleichung dienenden Flamme oder GEISSLER'schen Röhre von der der Schraube *S* entgegengesetzten Seite her empfängt; *L* ist eine cylindrische

Collectivlinse, welche für Sternbeobachtungen angewandt, bei der Beobachtung der Sonne aber entfernt wird. Das Beobachtungsfernrohr *F*, dessen Objectiv bei 4 Zoll Focus 7 Linien Oeffnung hat, besitzt ein sogenanntes positives Ocular *O* von 1 Zoll und ist mit einem Spitzenmikrometer *mm* und den nöthigen feinen Einstellungen versehen. Vermittels der Schraube *g* lässt sich das Rohr *F* unter Mitwirkung der Reagirfeder *f* so weit nach beiden Seiten hin drehen, dass es auf jeden Theil des ganzen Spectrums vom äussersten Roth bis zum Violett eingestellt werden kann.

Fig. 65.



Einfaches und zusammengesetztes Spectroskop von S. Merz.

In dieser Form dient das Instrument als gewöhnliches, stark zerstreuend wirkendes Spectroskop, insbesondere auch, wenn es an die Stelle des Oculars auf ein Teleskop geschraubt wird, um das Spectrum lichtschwächerer Objecte, z. B. des Mondes, der Planeten und der helleren Fixsterne, zu beobachten.

Soll dasselbe zur Beobachtung der Sonnenprotuberanzen verwendet werden, so wird seine Dispersionskraft dadurch verdoppelt, dass ein zweites dem Systeme *P* gleiches Prismensystem à vision directe zwischen die Collimatorlinse *C* und das System *P* eingeschraubt wird. In dieser zusammengesetzten Form zeigt das Instrument die feine

Nickellinie zwischen den beiden Natriumlinien D_1 und D_2 bei reiner Luft deutlich. Behufs der leichteren Orientirung am Sonnenrande ist der vordere Theil, mit welchem es an das Teleskop geschraubt wird, noch mit einer eingetheilten Positionsscheibe versehen.

Gleich nach dem Eintreffen der telegraphischen Nachricht von der Entdeckung JANSSEN's begann auch P. SECCHI in Rom seine spectralanalytischen Untersuchungen der Protuberanzen. Er bediente sich dazu eines Spectroskops mit zwei vorzüglichen, stark brechenden Flintglasprismen, welches auch die feinen, bei B und A befindlichen FRAUNHOFER'schen Linien deutlich erkennen liess und mit einem vorzüglichen Aequatorial in Verbindung gebracht wurde. Schon bei dem ersten Versuche zeigten sich, als der enge Spalt auf den Rand der Sonnenscheibe eingestellt wurde, im Luftspectrum die Linien C und F umgekehrt, also hellleuchtend.

SECCHI führte den Spalt am ganzen Umfange der Sonnenscheibe herum, indem er ihn abwechselnd parallel und senkrecht zum Sonnenrande stellte. Es zeigte sich dabei, dass die helle Linie C (roth) rund um die Sonne herum auftrat; bei senkrechter Stellung des Spalts gegen den Sonnenrand war sie überall 10 bis 15 Secunden lang, mit Ausnahme derjenigen Zonen, welche den Sonnenäquator auf je 45° zu beiden Seiten umgaben; in dieser Region, in welcher bekanntlich die Sonnenflecke und Fackeln auftreten, erschien diese Linie stets viermal so lang. An vielen Stellen zeigte sich die C-Linie vom Sonnenrande getrennt; stellte man dann den Spalt parallel zur Tangente dieses Randes, so erschien stets eine das ganze Spectrum durchsetzende helle Linie, die sich zuweilen in einzelne Stücke theilte, wenn der Spalt vom Sonnenrande

entfernt wurde, aber immer vollständig und ununterbrochen erschien, wenn der Spalt sich wieder dem Sonnenrande näherte.

Es ergab sich hieraus, wie es auch schon die Beobachtungen der Sonnenfinsterniss und die Untersuchungen LOCKYER's gezeigt haben, *dass die glühende Gasschicht (Chromosphäre), welche die Sonne umgiebt, zwar continuirlich, aber sehr ungleichmässig vertheilt ist.* Die Stellen, an denen die hellen Linien im Spectrum die bedeutende Höhe von 60 Secunden und mehr einnehmen, sind die Orte, wo sich Protuberanzen finden; die Stellen, welche Fragmente der hellen Linien erkennen lassen, bezeichnen die Orte, an denen *isolirte* glühende Gasmassen, Sonnenwolken, in bedeutender Höhe vorhanden sind.

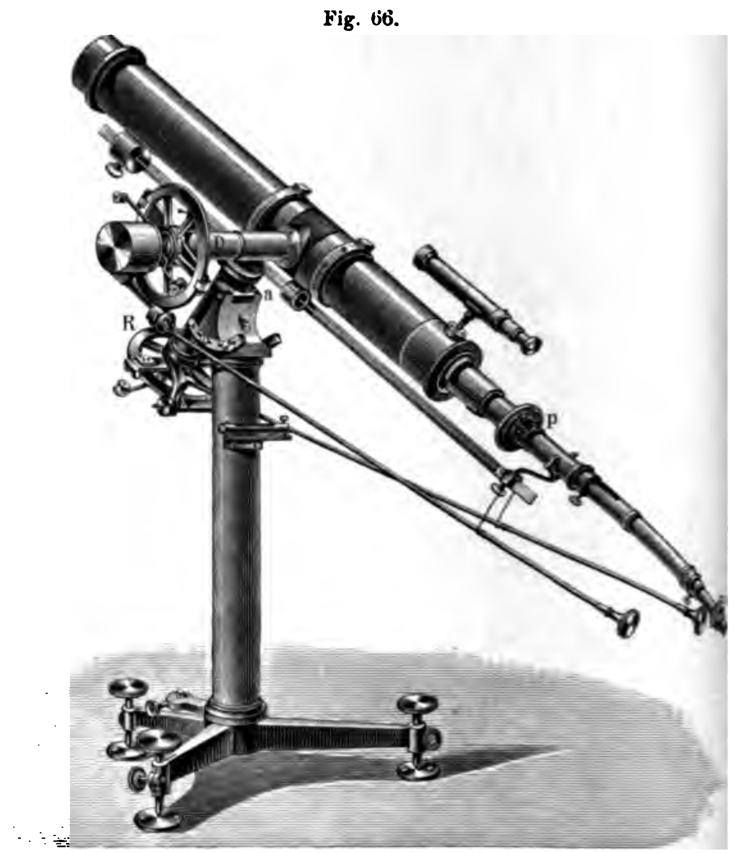
Fig. 66 zeigt ein kleines Fernrohr zu spectroskopischen Beobachtungen der Sonne, das mit einem MERZ'schen Protuberanzspectroskop versehen ist. Das Instrument, mit welchem Professor BREDICHIN eine fortlaufende Reihe von Protuberanzbeobachtungen angestellt hat, hat 4 Pariser Zoll Oeffnung und 4 Fuss Brennweite. Es ist auf einer Messingsäule montirt mit äquatorialer Aufstellung; *R* ist der Rectascensionskreis, *D* der Declinationskreis, *pm* das MERZ'sche Protuberanzspectroskop. Da durch Anbringung des langen und verhältnissmässig schweren Spectroskops das Ocularende des Fernrohrs Uebergewicht erhält, so dient das in der Figur sichtbare Laufgewicht zur genauen Ausbalancirung.

Ein möglichst leichtes und wirkungsvolles Spectroskop für Sonnenbeobachtungen hat BROWNING construirt.

Das Instrument ist so leicht gebaut, dass es ohne

Mühe in das Ocularrohr des Teleskops geschraubt und wie das Ocular durch Schraube und Trieb bewegt werden

Fig. 66.



Bredichin's Fernrohr mit Protuberanzspectroskop.

kann; ein Teleskop von 4 Zoll Oeffnung trägt dasselbe leicht ohne durchzubiegen.

P ist das zusammengesetzte Prisma nach RUTHERFURD's Construction (*Fig. 67*); *r* das reflectirende Prisma, welches

die an der oberen Hälfte des Prismas C austretenden Strahlen nach unten reflectirt und durch eine nochmalige Reflexion in die untere Hälfte desselben Prismas r zurückwirft, worauf die bereits zerstreuten Strahlen durch diese

Fig. 67.



Browning's einfaches Protuberanzspectroskop.

untere Hälfte des Prismensatzes wieder zurückkehren und von dem Reflexprisma R in das Beobachtungsfernrohr F geworfen werden. Bei T wird das ganze Instrument auf das Teleskop geschraubt; s ist der von aussen regulirbare Spalt. Die durch s einfallenden Strahlen gehen nach

ihrem Durchgange durch die Collimatorlinse o
das Prisma R hinweg, durchlaufen C in de
Hälfte, werden durch r nach unten reflectirt u
eine zweite Reflexion wieder auf die untere Hälf
gebracht, durchlaufen nun C rückwärts, fallen
rechtwinklige Reflexprisma R und gelangen
durch Reflexion an der Hypotenusenfläche in d
achtungsrohr F. Der einfallende Strahl durchl
das zusammengesetzte Prisma C in entgegengesetz
tung zweimal und die Dispersion dieses Prism
verdoppelt.

Auch hier stehen das Collimator- und das
tungsrohr unverrückbar fest, wogegen der Prism
mit Hülfe einer feinen Mikrometerschraube S sich
lässt. Durch Drehung dieser Schraube, deren Gr
einer eingetheilten Trommel gemessen werden kann
der Beobachter die Spectrallinien in das Sehfeld
jede in der Mitte des Sehfeldes erscheinende Linie
Minimum der Ablenkung gesehen wird.

17. Das Spectrum und die Natur der Chromosphäre,

d. h. jener glühenden Gasschicht, welche die ganze
einhüllt, besteht, wie wir bereits angeführt habe
einer Anzahl heller Linien, unter denen die des W
stoffgases immer vorhanden sind und sich durch
Glanz und ihre Höhe vor den übrigen auszeichnen.
man bei der Beobachtung den Spalt des Spectr
radial, wie in *Fig. 64*, und zwar so, dass er zur
die Sonnenscheibe trifft und mit der anderen Hä
die Chromosphäre hineinragt, so erhält man das D

spectrum Tafel V, Nr. 4 der Sonne und der Chromosphäre. Bei der grossen Dispersion, welche die dazu geeigneten Spectroskope besitzen müssen, um das gleichzeitig auftretende Spectrum des diffusen Tageslichtes möglichst zu beseitigen, kommt stets nur ein kleiner Theil des gesammten Spectrums der Chromosphäre in das Sehfeld, und man muss das Beobachtungsfernrohr in verschie-

Fig. 68.



Das Spectrum der Sonnenscheibe (unten) und der Chromosphäre (oben) in der Nähe der *C*-Linie.

dene Stellungen zu dem Prismensystem bringen, um die einzelnen Abschnitte des Gesammtspectrums studiren zu können.

In den *Figg. 68, 69, 70* sind nach einer Zeichnung von Lockyer diejenigen drei Spectralabschnitte abgebildet, welche am meisten beobachtet werden, weil sie sich zum Studium der Protuberanzen, der Chromosphäre und deren Veränderungen am besten empfehlen. *Fig. 68* zeigt die

Linie C des Sonnenspectrums mit ihrer Umgebung und die gleich breite, nach oben etwas spitz auslaufende Wasserstofflinie $H\alpha$ der Chromosphäre; *Fig. 70* zeigt die F-Linie der Sonne mit ihrer Nachbarschaft und die darüber stehende Wasserstofflinie $H\beta$ der Chromosphäre; diese Linie ist an ihrer Basis erbreitert und läuft nach oben pfeilförmig spitz zu, wogegen die Linie $H\alpha$ in der Regel von der Basis bis

Fig. 69.



Das Spectrum der Sonnenscheibe (unten) und der Chromosphäre (oben) in der Nähe der D-Linie.

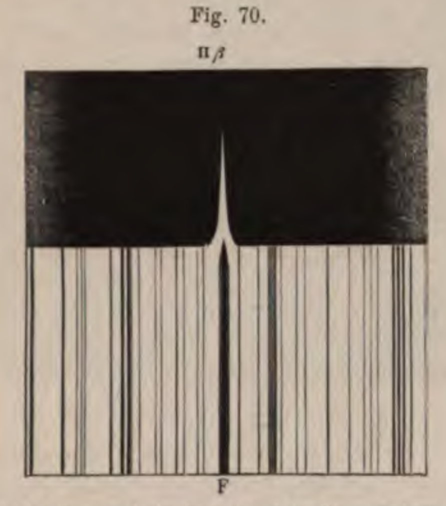
zur Spitze dieselbe Breite der Linie C beibehält. *Fig.* 6- stellt den Theil des Spectrums hinter der doppelten Natriumlinie D dar, wo sich ungefähr in der Mitte zwischen zwei sehr feinen dunklen Linien des Sonnenspectrums die noch unbekannte Linie D_3 im Chromosphärenspectrum darstellt.

Während die rothe Linie $H\alpha$ stets glänzend erschei- und leicht gesehen wird, zeigt sich die grünblaue $H\beta$ zw-

immer noch glänzend, aber doch schwächer und sehr oft auch kürzer als *Hα*. Die *F*-Linie, wie die ihr entsprechende *Hβ* erleidet häufig eine Reihe von Veränderungen, Erbreiterungen, Biegungen, Aufblähungen, Verdrehungen und Zerstückelungen, auf welche wir später näher eingehen werden.

Ausser diesen regelmässig erscheinenden hellen Linien

Fig. 70.



Das Spectrum der Sonnenscheibe (unten) und der Chromosphäre (oben) in der Nähe der *F*-Linie.

des Protuberanzen- und Chromosphären-Spectrums treten von Zeit zu Zeit in manchen Gegenden desselben noch viele andere helle Linien sehr lebhaft und glänzend auf, darunter zwei Linien im Roth, eine zwischen *C* und *B*, nahe vor *C* und zwar nach Respighi von *C* um 0,041 des ganzen Abstandes zwischen *C* und *B* entfernt, die andere noch weniger brechbare zwischen *B* und *a*, und von *a* um 0,036 des Abstandes zwischen *B* und *a* entfernt. Diese

beiden Linien entsprechen keinen Spectrallinien einer bis jetzt bekannten Substanz und zeigen sich nicht selten noch sehr intensiv auch in den höheren Theilen der Protuberanzen. Sehr häufig zeigen sich ferner eine Linie im Grün zwischen *E* und *F* (*Fig. 56*, Nr. 3, 5, 8), die Linie 1474 K., die Magnesiumlinien u. s. w.

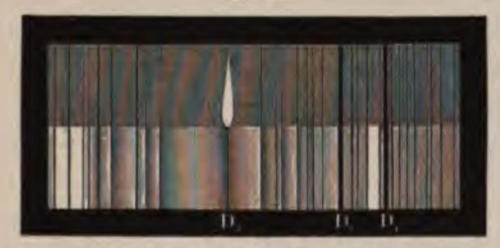
Die dritte blaue Wasserstofflinie $H\gamma$ nahe vor *G* (*Fig. 56*, Nr. 2), Nr. 2796 K., 2798,6 Angstr. wird ebenso unter günstigen Verhältnissen glänzend gesehen; ja bei wenig feuchter und sehr durchsichtiger Luft und bei Anwesenheit einer hohen Protuberanz erscheint auch noch die vierte blaue Wasserstofflinie $H\delta$ (3370,1 K.), welche der von Angström mit *h* bezeichneten dunklen Linie von 0,00041011 mm Wellenlänge genau entspricht; von Rayet wurde diese letztere Linie am 30. April, am 1. und am 20. Mai 1869 sehr deutlich beobachtet. Die rothe Linie nahe vor *C* entspricht nicht einer dunklen Linie im Sonnenspectrum.

Die merkwürdige gelbe Linie D_3 (*Fig. 69*) findet man überall im Umkreise der Sonnenscheibe mit derselben Leichtigkeit wie die Wasserstofflinien; das glühende Gas, dem sie ihre Entstehung verdankt, muss daher wie der Wasserstoff ein Bestandtheil der Chromosphäre sein. Gleichwohl hat Lockyer auch bei Anwendung der vorzüglichsten Mikrometermessungen und der sorgfältigsten Vergleichung der Linie mit den Tafeln von Kirchhoff und Gassiot keine entsprechende dunkle Linie des Sonnenspectrums wahrnehmen können. Sowohl Tietjen in Berlin als auch Vogel auf der Sternwarte in Bothkamp haben dagegen gefunden, dass diese Linie mit einer stärkeren der vielen bei tiefem Stande der Sonne um *D* herum auftretenden feinen Linien ganz genau zusammenfällt. Dieses

Resultat fand VOGEL zuerst am 29. October 1871. Die *Fig. 71* zeigt nach VOGEL die zahlreichen atmosphärischen Linien, welche bei tiefem Stande der Sonne in der Nähe der D-Linien auftreten. Der untere Theil der Figur stellt ein Stück des Spectrums vom Sonnenrande, der darüber befindliche von unserer Atmosphäre dar; die beiden stärksten Linien sind D_1 und D_2, die helle Linie im oberen Theile ist die der Chromosphäre angehörige Linie D_3.

RAYET, wie LOCKYER und SECCHI, haben die Lage dieser Linie bestimmt. Nimmt man nach RAYET die Ent-

Fig. 71.



Umgebung der D-Linien nach Vogel.

fernung der beiden Natriumlinien D_1 und D_2 als Einheit an, so ist die Entfernung der Linie D_3 von $D_2 = 2{,}49$. Nimmt man nach ANGSTRÖM an, dass die Wellenlängen der Linien D_1 und D_2 589,50 und 588,90 Milliontel Millimeter sind, so beträgt die Wellenlänge der Linie D_3 586,96 Milliontel Millimeter. Aus sehr vielen Messungen erhielt VOGEL für D_3 die Wellenlänge 587,38 Milliontel Millimeter. Nach YOUNG hat diese Linie in der KIRCHHOFF'schen Scala die Lage 1017,5, nach RAYET 1016,8, nach TIETJEN 1014,8.

LOCKYER hat über diese Linie eine Reihe von Beobachtungen angestellt, nachdem er in Gemeinschaft mit FRANKLAND schon früher durch Vergleichung mit dem

Spectrum einer Wasserstoffröhre constatirt hatte, dass sie von dem Wasserstoffgase nicht herrühre. Die Resultate, zu welchen er gelangte, sind folgende.

1) Mit dem tangential zum Sonnenrande gestellten Spalte erschien die Linie D_3 unterhalb der Chromosphäre hell, während in demselben Sehfelde zu gleicher Zeit die C-Linie dunkel war.

2) In einer Protuberanz über einem Flecke auf der Sonnenscheibe waren die Linien C und F hell, während die gelbe Linie D_3 unsichtbar war.

3) In einer Protuberanz, welche unter hohem Druck aus der Sonne hervorbrach, war die Bewegung, die sich durch Aenderung der Wellenlänge kundgab, für die Linie D_3 kleiner als für C und F.

4) In einem Falle erschien die Linie C lang und zusammenhängend, wogegen die Linie D_3 zwar dieselbe Länge hatte, aber gebrochen war.

Hieraus folgt, dass die Linie D_3 dem Wasserstoffgase sicher nicht angehört; ihr Ursprung ist demnach gegenwärtig noch nicht ermittelt. Man pflegt sie als Heliumlinie zu bezeichnen.

Lockyer und später auch Rayet haben ferner die beiden Natriumlinien D_1 und D_2 (s. Tafel V, Nr. 4) in dem Spectrum der Chromosphäre umgekehrt, also als helle Linien gesehen. Mit dem tangential gestellten Spalte sah Rayet auf dem Sonnenrande diese beiden Linien dunkel; an der Basis einer prachtvollen Protuberanz von 3 Minuten Höhe, welche auf dem Sonnenrande aufzuruhen schien, waren beide Linien noch immer dunkel und verschwommen, aber schon etwas schwächer; im oberen Theil des zweiten Drittels waren dieselben vollständig verschwunden, aber bei einer kleinen Verschiebung des Spaltes

fand man bald eine Lage, wo sie an einer Stelle ihrer Länge als hellgelbe Linien erschienen. An der Spitze der Protuberanz waren sie wieder dunkel.

Die Magnesiumlinien b_1, b_2, b_4, sowie die Eisen- und Nickellinie b_3 treten in dem Spectrum der Chromosphäre ebenfalls nicht selten auf, aber fast immer als ganz kurze Linien, was darauf hindeutet, dass die Magnesiumdämpfe nur eine geringe Höhe in der Chromosphäre erreichen. Wenn diese hellen Linien sichtbar sind, erscheinen die drei ersteren b_1, b_2, b_3 fast gleich hoch, wogegen die vierte b_4 viel kürzer bleibt (Tafel V, Nr. 4). LOCKYER und FRANKLAND haben gefunden, dass das Spectrum des irdischen Magnesiums sich genau so verhält wie das in der Chromosphäre, wenn dasselbe durch Ueberspringen eines elektrischen Funkens in der Luft zwischen zwei Magnesiumpolen derart erzeugt wurde, dass die Pole weit genug von einander abstanden, um das Spectrum nicht von einem Pole zum andern reichen zu lassen und nur eine glühende Magnesium-Atmosphäre um jeden Pol zu erhalten. Bei der Beobachtung dieser glühenden Gashülle aus geringer Entfernung war von den drei auftretenden Magnesiumlinien die brechbarste allemal auch die kürzeste, und noch kürzer als diese waren andere Linien, welche bisher noch nicht im Spectrum der Chromosphäre wahrgenommen wurden. Von den vielen Eisenlinien, welche als dunkle Linien in dem Sonnenspectrum vorkommen, zeigen sich nur vereinzelte in dem Spectrum der Chromosphäre als helle Linien, daneben am meisten die schon öfter genannte Linie 1474 K. als eine kurze grüne Linie. YOUNG giebt das folgende Verzeichniss der im Spectrum der Chromosphäre stets sichtbaren Linien, nebst beigefügten Wellenlängen (nach ANGSTRÖM):

1)	7055	±	Element unbekannt.
2)	6561,8	*C*	Wasserstoff (*Hα*).
3)	5874,9	D_3	Element unbekannt, von FRANKLAND *Helium* genannt.
4)	5315,9	. . . . .	Die Coronalinie, Element unbekannt.
5)	4860,6	*F*	Wasserstoff (*Hβ*).
6)	4471,2	*f*	Cerium (?).
7)	4340,1	bei *G* . . .	Wasserstoff (*Hγ*).
8)	4101,2	*h*	„ (*Hδ*).
9)	3969	?	Element unbekannt.
10)	3967,9	*H*	Vielleicht Wasserstoff.
11)	3932,8	*K* oder H_2 .	„ „

Diese Linien sind unveränderlich stets im Spectrum der Chromosphäre vorhanden, eine weit grössere Anzahl kann zeitweise gesehen werden.

Zu gewissen Zeiten, wenn gewaltsame Ausbrüche aus dem Innern der Sonne in die Chromosphäre einbrechen oder über dieselbe hinausdringen, erscheint das Spectrum derselben ungemein complicirt. LOCKYER hat in vielen Fällen Erscheinungen dieser Art mit *tangential* gestelltem Spalte beobachtet. Es hat diese Stellung den Vortheil, dass eine weit grössere Ausdehnung des Sonnenrandes oder der Chromosphäre mit einem Male übersehen werden kann, als bei der radialen Stellung des Spaltes, wogegen diese sich empfiehlt, wenn es sich darum handelt, die Vorgänge in den verschiedenen Höhen der Chromosphäre und namentlich die Formen und die Höhen der Protuberanzen zu beobachten. Stellt man den Spalt tangential dicht an den Sonnenrand, so dass ein Theil der Sonne und der Chromosphäre gleichzeitig in gleicher Höhe in die Spaltöffnung fallen, so erhält man die Spectra der Chromosphäre und der Sonne nicht mehr neben, sondern theilweise über einander gelagert, auf einander fallend und sich deckend.

Fig. 72 zeigt einen solchen Fall, wie er von Lockyer beobachtet wurde, für den Theil des Spectrums bei *C*, wenn der Spalt zugleich eine Protuberanz traf; die dunkle Linie *C* wurde vollständig aufgehoben und durch ein sehr helles rothes Band ersetzt. Die Linie *F* verhielt sich anders, wie *Fig. 73* zeigt. In dem Spectrum des Lichtes, welches von der äussersten Grenze

Fig. 72.



Deckung der dunklen *C*-Linie mit $H\alpha$.

des Sonnenrandes ausstrahlte, zeigte sich die helle *F*-Linie $H\beta$ brechbarer als die dunkle Linie *F* selbst, aber in geringer Entfernung von dem Sonnenrande in dem Spectrum der Protuberanz wurde die dunkle *F*-Linie ebenfalls von der hellen des Wasserstoffgases aufgehellt. Aber nicht bloss die Wasserstofflinien, sondern auch andere helle Linien erscheinen unter solchen Umständen in grosser Zahl in dem Spectrum der Chromosphäre; ja am 17. April 1870 erblickte Lockyer in dem Spectrum

derselben an der Stelle, wo eine Protuberanz aus ihr a
stieg, *hunderte von umgekehrten* FRAUNHOFER'schen, *a*
hellen Linien. Das Spectrum der Chromosphäre war b
sonders complicirt in den Gegenden, welche brechbar
als *C* sind und die von der Linie *E* bis weit über *b*,
bis in die Nähe von *F* sich erstrecken.

YOUNG giebt folgendes Verzeichniss von Linien, welch

Fig. 73.



Theilweise Deckung der dunklen Linien *F* mit *Hβ*.

häufig hell in der Chromosphäre gesehen worden sind
aber nicht stets sichtbar sind:

1) 6676,9	Eisen.	10) 5197,0	?
2) 6429,9	?	11) 5183,0 b_1	Magnesium.
3) 6140,6	Barium.	12) 5172,0 b_2	„
4) 5895,0 D_1	Natrium.	13) 5168,3 b_3	Eisen und Nickel.
5) 5889,0 D_2	„	14) 5166,7 b_4	Magnesium.
6) 5361,9	Eisen.	15) 5017,6	Eisen und Nickel.
7) 5283,4	?	16) 5015,0	?
8) 5275,0	?	17) 4933,4	Barium.
9) 5233,6	Magnesium.	18) 4923,1	Eisen.

19)	4921,3	?	26)	4394,6	?
20)	4918,2	Eisen.	27)	4245,2	Eisen.
21)	4899,3	Barium.	28)	4235,5	„
22)	4500,3	Titan.	29)	4233,0	Eisen und Calcium.
23)	4490,9	Magnesium.	30)	4215,0	Calcium u. Strontium.
24)	4489,4	Magnesium und Eisen.	31)	4077,0	Calcium.
25)	4468,5	Titan.			

Ausser diesen Linien hat Young 1872 auf der Station Sherman (Wyoming) in 8280 engl. Fuss Höhe mit einem neunzolligen Refractor und einem automatischen Spectroskop von zwölf Prismen Dispersion noch zahlreiche andere helle Linien im Spectrum der Chromosphäre gesehen. Sein Katalog enthält im Ganzen 273 solcher Linien.

Zu den bemerkenswerthesten Erscheinungen, welche die hellen Linien des Wasserstoffgases in dem Spectrum der Chromosphäre darbieten, gehört die untere Erbreiterung und die pfeilförmige Zuspitzung der grünblauen Linie $H\beta$, sowie die Zuspitzung der übrigen hellen Linien $H\alpha$ und D_3, wie es in den *Figg. 68*, *69*, *70* dargestellt ist. Diese Zuspitzung der hellen Linien im Spectrum der Chromosphäre deutet darauf hin, dass die Temperatur in derselben von der Basis am Sonnenrande aus nach oben hin abnimmt, und andererseits, dass die Dichtigkeit der Wasserstoffhülle an der Basis der Chromosphäre grösser ist als in der Höhe.

Aber nicht bloss Erbreiterungen und Zuspitzungen gewahrt man an den Linien C und F des Wasserstoffgases in der Chromosphäre und den Protuberanzen, sondern häufig auch Anschwellungen, Verdrehungen, Unterbrechungen und andere Veränderungen, welche auf heftige Bewegungen und stürmische Vorgänge im Innern dieser Gasmassen schliessen lassen. Lockyer hat früh schon zahlreiche Beobachtungen dieser Art gemacht und die Formen

solcher Linien abgebildet. *Fig. 74* zeigt für einen solchen Fall die *F*-Linie des Sonnenspectrums mit der entsprechenden pfeilförmig zulaufenden, aber wellenförmig gewundenen hellen Linie *Hβ* einer Protuberanz, deren unterer Theil sich noch über die Sonnenscheibe ausbreitete; die *C*-Linie derselben Protuberanz erlitt bei dieser Erscheinung keine Veränderung, weder eine Er-

Fig. 74.



Veränderung der Linie *Hβ* nach Lockyer.

breiterung an der Basis, noch eine Verdrehung in der Form.

Professor Young hat am 9. April 1870 eine gleiche Erscheinung an einer sehr glänzenden Protuberanz wahrgenommen. Die rothe *C*-Linie *(Hα)* war äusserst hell, so dass der Spalt weit geöffnet werden konnte, um ihre Gestalt zu beobachten, aber sie war in keinem Theile unterbrochen oder verdreht. Die *F*-Linie *(Hβ)* dagegen *(Fig. 75)* war eben so glänzend, aber überall in Stücke

zerrissen und an ihrer Basis drei- bis viermal so breit als sonst.

Wir werden später sehen, in welcher Weise die Verschiebung einer Spectrallinie und Erscheinungen, wie sie die *Figg.* 74 und 75 darbieten, mit der *Bewegung* der glühenden Gasmasse, welche diese Linien im Spectroskope erzeugt, zusammenhängen. Wenn jedoch in den genannten Fällen nur eine der Spectrallinien *(Hβ)* solche Veränderungen zeigt, nicht aber zugleich auch die andere *(Hα)*, so ist es kaum denkbar, dass die Ursache dieser Erscheinung in einer wirbelförmigen Bewegung des Gases, welches das Licht ausgestrahlt hat, zu suchen sei. Young meint, dass Erscheinungen dieser Art das Resultat einer localen Absorption seien, welche auf die eine Linie (Farbe), die durch den Einfluss des Druckes und der Temperatur sehr erbreitert sei, besonders einwirke. Die vorstehende Erscheinung konnte von ihm mittels seines grossen Fünfprismen-Spectroskops eine halbe Stunde lang beobachtet werden.

Fig. 75.



Veränderung der Linie *Hβ* nach Young.

Eine Reihe ähnlicher, noch complicirterer Veränderungen der hellen Spectrallinien von Protuberanzen, auf deren Ursache wir später näher eingehen werden, hat Lockyer im April 1870 wahrgenommen und theilweise von einem geübten Zeichner abbilden lassen. Hier treffen die Veränderungen vorzugsweise die rothe *C*-Linie, welche Lockyer fast ausschliesslich beobachtete.

Wenn die Luft in der Nachbarschaft eines grossen

Sonnenflecks oder nur in einem grössern Theile der Sonnenscheibe vollkommen ruhig ist, so sehen wir, wie die Absorptionsbänder die ganze Länge des Spectrums durchlaufen *(Fig. 28)* und die FRAUNHOFER'schen Linien kreuzen; sie sind in der Tiefe des Schattens und in ihrer Breite verschieden, je nachdem sich nur eine Pore, eine Vertiefung oder ein ganzer Fleck vor der entsprechenden Stelle des Spaltes befindet. Hier und da sehen wir dann in den hellsten Theilen des Spectrums plötzlich ein rautenförmiges Licht (*Fig. 76*, Nr. 2) mitten in der Absorptionslinie erscheinen.

Fig. 76.

1 2

F C

Umkehrungen der *C*- und *F*-Linien.

Fig. 76, Nr. 1 zeigt die dunkle Linie *F* an der Basis einer Protuberanz mit tangential gestelltem Spalte beobachtet. Es erschienen in derselben zwei bis drei jener hellen rautenförmigen Lichtstreifen, wahrscheinlich ebenfalls von einem stärkern Druck des Gases herrührend; sie waren stärker in die Länge gezogen als bei der *C*-Linie. Ganz ähnliche Erscheinungen hat YOUNG an den beiden *D*-Linien beobachtet.

LOCKYER hat eine einfache Methode angegeben, um den Vorgang bei der gleichzeitigen Beobachtung des Spectrums der Sonnenumgebung (Chromosphäre) und der Sonne selbst anschaulich zu machen. Er fand, dass die Flamme einer gewöhnlichen Talg- oder Stearinkerze mit einer Hülle von Natriumdampf umgeben ist, welche für gewöhnlich nicht sichtbar ist, die aber mit Hülfe eines Spectro-

skops durch das Auftreten der gelben Natriumlinie sogleich wahrgenommen werden kann. Rückt man mit dem Spalte des Instrumentes von der Seite her langsam in die Flamme hinein, so erblickt man etwas oberhalb der Stelle, wo der Docht sich nach aussen abbiegt, alsbald die helle Linie *D* auf dunklem Hintergrunde; bei weiterm Vordringen mit dem Spalte bis in die Flamme tritt dann auch das zweite continuirliche Spectrum der Flamme auf und man hat dann in dem Gesichtsfelde beide Spectra der Flamme und der sie einhüllenden Natriumschicht neben einander stehend. Wenn man die Flamme etwas beunruhigt und ins Flackern bringt, kann man sogar ähnliche Veränderungen an der hellen *D*-Linie hervorbringen, wie sie sich an den Wasserstofflinien der Chromosphäre zeigen.

Aus allen Beobachtungen lassen sich bezüglich der Natur der Chromosphäre folgende Resultate ableiten:

Der Sonnenkörper oder seine lichtgebende Hülle, die Photosphäre, ist von einer gasigen Hülle vollständig umgeben, in welcher der Wasserstoff einen Hauptbestandtheil ausmacht; man nennt diese letztere Gashülle die *Chromosphäre*. Ihre mittlere Höhe beträgt gegenwärtig 1000 bis 1500 geographische Meilen. Die Protuberanzen sind locale Anhäufungen der Chromosphäre, vorzugsweise also des Wasserstoffgases, welches zuweilen in der Form von ungeheuren Eruptionen aus dem Innern des Sonnenkörpers hervorzubrechen scheint und Photosphäre und Chromosphäre gewaltsam durchbricht.

Die Aussenseite der Chromosphäre, also ihre obere Begrenzung, zeigt nach Secchi bisweilen gleichmässige Begrenzung, aber häufig eine Menge kleiner feuriger Strahlen oder zahllose kleine und unregelmässig gestaltete Flammen.

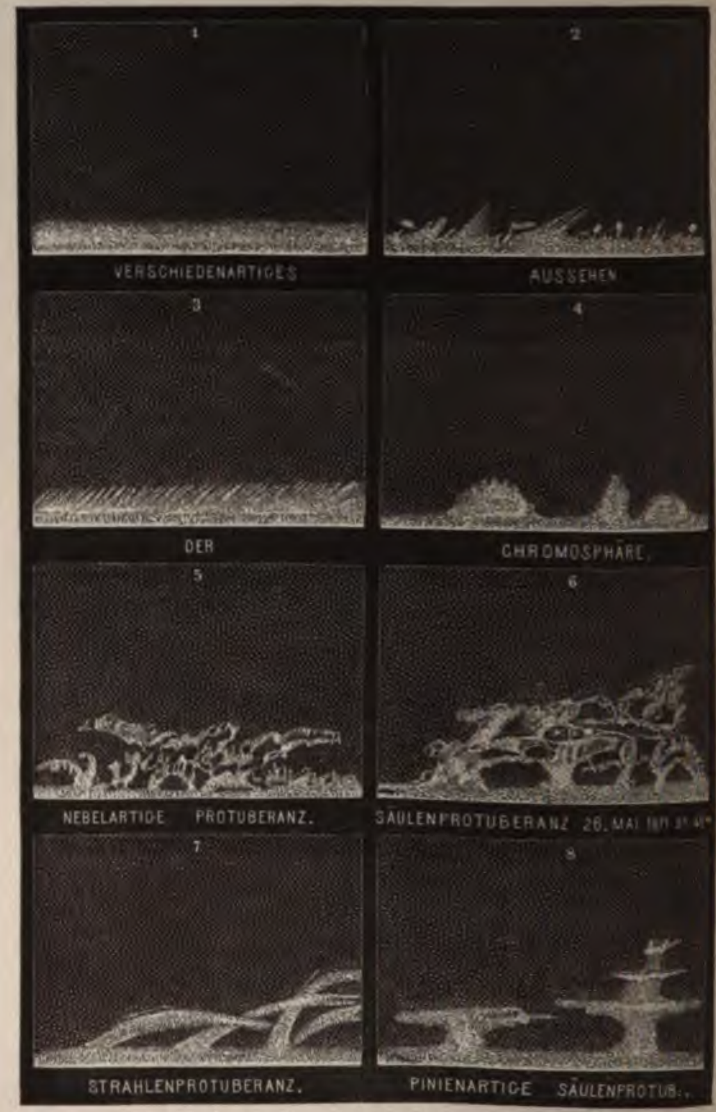


Fig. 77. Chromosphäre und Protuberanzen nach Secchi.

In *Fig.* 77 giebt Nr. 1 eine Darstellung der ruhigen Chromosphäre, während Nr. 2 die kleinen Flammen zeigt. Am häufigsten, besonders in den Regionen der Fackeln, erscheint die chromosphärische Schicht, den Beobachtungen von SECCHI zufolge, rauh und wie mit Borsten besetzt (*Fig.* 77, Nr. 3), oder es erscheinen auch grössere wellenförmige Anschwellungen (Nr. 4), die schliesslich zu wirklichen Protuberanzen werden.

Die Chromosphäre geht nach unten hin über in eine Schicht, welche ein continuirliches Spectrum giebt (s. S. 19), und unter dieser endlich liegt die glühende, wolkige, dunstige oder nebelartige *Photosphäre*, welche alle Substanzen enthält, deren Spectrallinien im Sonnenspectrum als umgekehrte Absorptionslinien vorkommen. Diese Substanzen, unter denen sich besonders Eisen, Magnesium, Natrium bemerkbar machen, brechen oft, glühend emporgerissen, bis auf eine gewisse, aber meist nicht bedeutende Höhe in die Chromosphäre und in die Basis der Protuberanzen hinein.

18. Methoden, die Protuberanzgebilde bei Sonnenschein zu beobachten. — Die Gestalt der Protuberanzen.

Schon im Jahre 1866 machte LOCKYER mit einem HERSCHEL-BROWNING-Spectroskope, das mit einem Teleskope verbunden war, den Versuch, bei vollem Sonnenscheine die Protuberanzen in ihrem ganzen Umfange zu beobachten. Die Methode, die er anwandte und die er der Royal Society in einem besondern Berichte näher darlegte, beruht, wie wir bereits vorübergehend angeführt haben, auf der specifischen Verschiedenheit des Protuberanzenlichtes und des eigentlichen Sonnenlichtes.

Das Licht eines glühenden festen oder flüssigen Körpers, welches durch den Spalt eines Spectroskops geht, wird durch das Prisma in ein mehr oder weniger langes Band zu einem *continuirlichen* Spectrum ausgebreitet.

Das Licht der gas- und dampfförmigen Körper dagegen wird auf demselben Wege nur in wenige, zuweilen sogar in sehr wenige leuchtende *Linien* zerlegt.

Im ersten Falle wird die Intensität des Spectralbandes im Vergleiche zu der Lichtquelle um so mehr geschwächt, je grösser seine Länge ist; im zweiten Falle, namentlich wenn das Spectrum nur aus ein paar Linien besteht, ist die Intensität dieser letzteren nicht viel geringer als die der Lichtquelle selbst.

Wenn daher zwei glühende Körper, von denen der eine fest oder flüssig, der andere gas- oder dampfförmig ist, gleichzeitig gleich viel Licht in den Spalt des Spectroskops werfen, so werden die hellen Linien des letzteren Lichtes glänzender sein als die der Farbe oder Brechbarkeit nach entsprechenden Theile des continuirlichen Spectrums des erstern Lichtes.

Nun kann man aber durch Vermehrung der Prismen das continuirliche Spectrum immer mehr in die Länge ziehen und abschwächen und damit sogar das sonst so glänzende Spectrum des Sonnenlichtes fast bis zum Verschwinden bringen; während die gleiche Vergrösserung der Dispersion für das Linienspectrum des glühenden Gases nur eine Vergrösserung der *Linienabstände*, nicht aber eine erhebliche Abschwächung des Glanzes dieser Linien zur Folge hat.

Der Grund, weshalb wir die Protuberanzen nicht zu jeder Zeit bei Abblendung des intensiven Sonnenlichtes mit unseren Teleskopen am Rande der Sonne wahrnehmen, liegt

in der ausserordentlichen Helligkeit der von der Sonne beleuchteten Erdatmosphäre, deren Theilchen uns eine solche Fülle von Licht zusenden, dass dadurch das Licht der weit schwächer leuchtenden Protuberanzgebilde überwuchert wird und letztere selbst keinen wahrnehmbaren Eindruck auf das Auge machen können.

Bei einer totalen Sonnenfinsterniss wird dieses Atmosphärenlicht so bedeutend abgeschwächt, dass alsdann die grösseren Protuberanzen ausserhalb des Sonnenrandes mit unbewaffnetem Auge wahrgenommen werden können. Zu jeder anderen Zeit aber, wenn die Sonne scheint, beruht die Möglichkeit, das Tageslicht abzuschwächen, ohne zugleich auch das Protuberanzenlicht zu dämpfen, auf dem bereits erwähnten Umstande, dass jenes Licht aus Strahlen einer jeden Farbengruppe besteht und daher in einem Spectroskope von starker Dispersionskraft ein langgezogenes, also lichtschwaches Spectrum erzeugt, das Licht der Protuberanzen dagegen im Allgemeinen nur aus drei oder vier Strahlengattungen zusammengesetzt ist, und auch bei der stärksten spectralanalytischen Zerlegung stets auf ebenso viele Linien ($H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$, D_3) concentrirt bleibt.

Nach diesen, von LOCKYER zuerst mitgetheilten Principien gelang es JANSSEN am Tage nach der Sonnenfinsterniss vom 18. August 1868 das *Spectrum* der Protuberanzen bei Sonnenschein zu beobachten.

Nachdem es JANSSEN und LOCKYER gelungen war, auf die angegebene Weise das *Spectrum* der Protuberanzen unabhängig von einer totalen Sonnenfinsterniss zu beobachten, lag die Frage nahe, ob es nicht möglich sein werde, nicht nur die Protuberanzlinien, sondern auch die ganze Gestalt der Protuberanzen selbst bei Sonnenschein wahrnehmbar zu machen.

Die Länge der hellen Linien einer Protuberanz, z. B. $H\beta$, entspricht der Höhe der in die Richtung des Spaltes fallenden Dimensionen dieser Protuberanz selbst, und wir haben bereits gesehen, wie es LOCKYER gelang, durch successives Fortbewegen des Spaltes über die Fläche einer Protuberanz und durch Aufzeichnen der dabei nach einander auftretenden verschieden hohen Linie $H\beta$ die Umrisse der Protuberanz zu construiren.

JANSSEN machte dagegen den Vorschlag, mittels einer schnellen Rotation des (geradlinigen) Spectroskops um seine Achse, den Spalt successive über die ganze Protuberanzfläche hinweg zu bewegen, um so bei hinreichend grosser Geschwindigkeit der Drehung mittels der Dauer des Lichteindruckes auf das Auge die Gestalt der ganzen Protuberanz mit einem Male überblicken zu können. Denselben Weg haben auch LOCKYER und ZÖLLNER eingeschlagen; ersterer, indem er statt des Spectroskops bloss den Spalt senkrecht zu seiner Richtung in eine sehr schnelle Rotation versetzte, letzterer, indem er den Spalt mittels einer elastischen Feder senkrecht zu seiner Richtung hin und her oscilliren liess. Aber diese Versuche, obgleich sie die Möglichkeit des Gelingens in Aussicht stellten, sind über ihre ersten Anfänge nicht hinausgekommen, einestheils wegen der damit verbundenen mechanischen Schwierigkeiten, anderntheils weil es sich bald ergab, dass sich der beabsichtigte Zweck durch viel einfachere Manipulationen weit besser erreichen liess.

Man braucht nämlich, sobald eine Protuberanzlinie im Spectroskop sichtbar ist, den Spalt nur langsam zu erweitern, um sofort die wahre Gestalt der Protuberanz deutlich zu erkennen. HUGGINS hat dies zuerst gefunden, doch bediente er sich dabei eines tief roth gefärbten Rubinglases.

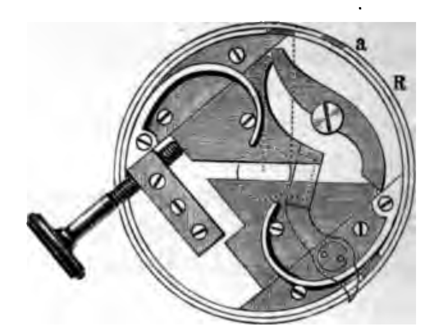
Als LOCKYER am 27. Februar 1869 erfuhr, dass es HUGGINS gelungen sei, durch *blosse Oeffnung des Spaltes* die Protuberanzen bei vollem Sonnenscheine wahrzunehmen, kam er sogleich auch auf die von ZÖLLNER bereits unter dem 6. Februar veröffentlichte, aber noch nicht an der Sonne zur Ausführung gebrachte Idee, dass die Abschwächung des Atmosphärenlichtes sich durch eine Vermehrung der Prismen erreichen lasse und dass es daher gelingen müsse, die Protuberanzen in ihrer ganzen Gestalt zu beobachten, wenn man zuerst eine ihrer Spectrallinien, z. B. die grünblaue $H\beta$ oder die rothe $H\alpha$, in das Sehfeld eines sehr stark zerstreuenden Spectroskops bringe und dann den Spalt desselben so weit öffne, dass man durch ihn hindurch die Protuberanz in ihrer ganzen Ausdehnung überschauen könne. Das ausgezeichnete, sieben Prismen enthaltende Telespectroskop *(Fig. 63)*, welches ihm zur Verfügung stand, bestätigte nach wenigen Versuchen die Richtigkeit dieser Idee, und so gelang es ihm zuerst, ohne weitere mechanische Hülfsmittel und ohne Anwendung von farbigen Gläsern zu jeder Tageszeit, wo die Sonne scheint, die Protuberanzen in allen ihren Umrissen und in ihrer ganzen Grösse und Gestalt zu beobachten.

ZÖLLNER hat nach demselben Verfahren zuerst am 1. Juli 1869 die Protuberanzen wahrgenommen. Die Resultate seiner Beobachtungen hat er in einer Reihe von höchst interessanten Abbildungen einzelner grösserer Protuberanzen veröffentlicht, welche das Entstehen, die Veränderungen und das Verschwinden derselben deutlich erkennen lassen.

Die Methode, die Protuberanzen bei hellem Sonnenscheine in ihrer Form und in ihrem Umfange zu sehen, besteht also einfach darin, dass man auf die in § 16 an-

gegebene Weise und mit den in den *Figg. 62* und *63* dargestellten Instrumenten zuerst eine Protuberanzlinie, am besten die rothe Linie *C*, in das Sehfeld des Spectroskops bringt und alsdann den Spalt langsam erweitert, bis die Protuberanz in ihrer grössten Schärfe erscheint. Das in den *Figg. 62* und *63* dargestellte Spectroskop enthält einen Prismensatz von nicht gerader Durchsicht; weit bequemer ist dagegen das geradsichtige Spectroskop, wie solches die *Figg. 65* und *66* zeigen. Wir geben zu *Fig. 65* noch die

Fig. 78.

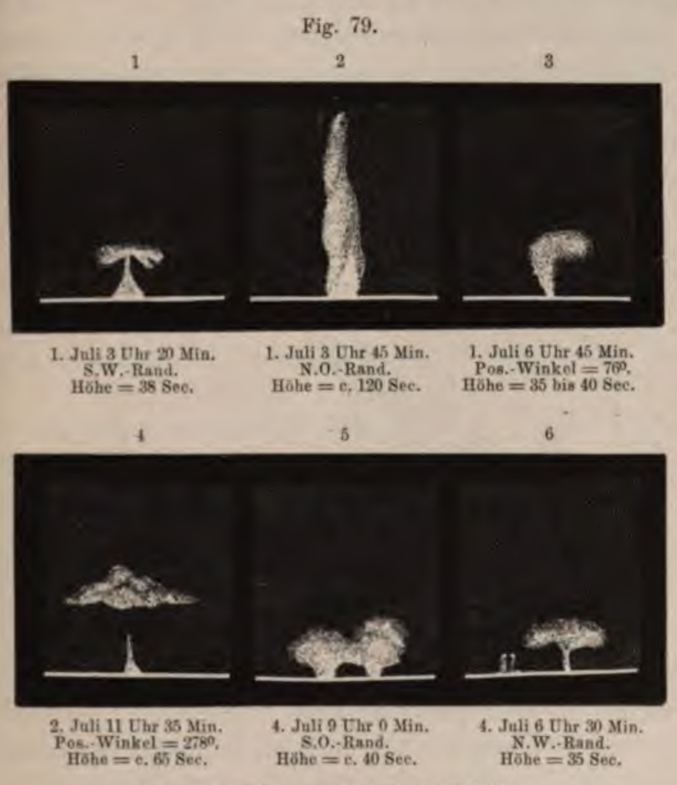


Spaltvorrichtung am Spectroskop.

Einrichtung der sehr fein construirten Spaltvorrichtung. Dieselbe ist in *Fig. 78* abgebildet und besteht der Hauptsache nach aus zwei an Stahlleisten verschiebbaren Stahlbacken mit vorzüglichen Schärfen, welche sich vermittels *einer* Schraube gleichzeitig gleich weit vom Mittelpunkte entfernen und unter Einwirkung entsprechender Reagirfedern zugleich wieder der Mitte der Oeffnung nähern lassen. Die Spaltöffnung lässt sich auf nahe $^1/_4$ Zoll oder $6^1/_2$ mm erbreitern. Ausserdem ist in sehr geschickter Weise die Einrichtung getroffen, dass man bloss den

äusseren Ring *R* zu drehen braucht, um das den Spalt halb verdeckende Vergleichsprisma, welches das Licht von aussen durch eine Oeffnung *a* empfängt, ganz bei Seite zu

Fig. 79.



Sonnen-Protuberanzen, beobachtet von Zöllner.

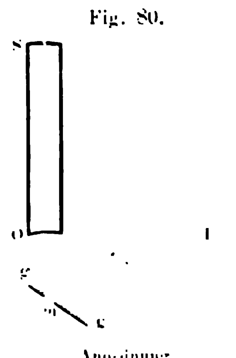
schieben und das volle Licht des Fernrohrobjectivs auf die ganze Länge des Spaltes gelangen zu lassen.

Die *Fig. 79* zeigt die am meisten ausgeprägten Formen der Protuberanzen unter Angabe der Zeit, wann sie beobachtet wurden, des Ortes am Sonnenrande, wo

sie erschienen, und der Höhe in Bogensecunden, welche sie erreichten.

Es ist im Allgemeinen einerlei, ob man bei dieser Beobachtungsweise die rothe Linie *(Hα)* oder die grünblaue *(Hβ)* fixirt; die erforderliche Weite der Spaltöffnung ist jedoch durch die grössere oder geringere Reinheit des Himmels wesentlich bedingt. Stellt man das Beobachtungsrohr des Spectroskops auf die *C*-Linie ein und richtet den engen Spalt so auf den Sonnenrand, dass die rothe Linie *Hα* im Sehfelde erscheint, so zeigt sich beim Erweitern des Spaltes die Protuberanz in rother Färbung; fixirt man dagegen die *F*-Linie und *Hβ*, so gewahrt man genau dieselbe Form in grünblauer Farbe.

Fig. 80.



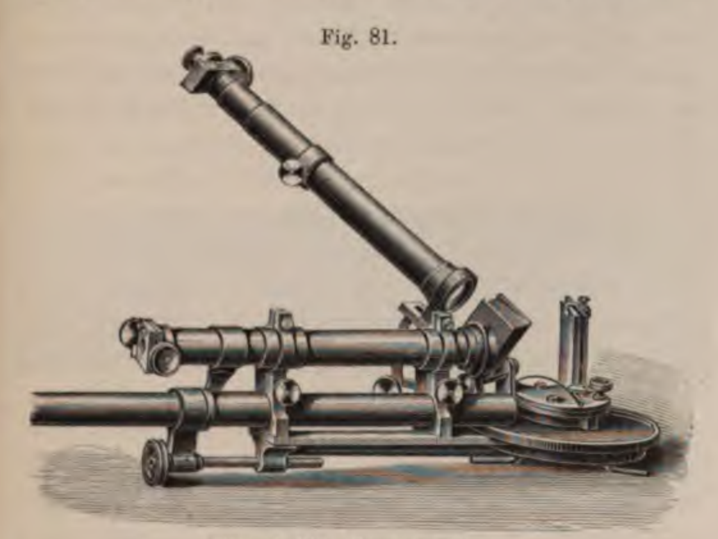
Anordnung des Diffractionsspectroskops.

Es wird nicht überflüssig sein zu bemerken, dass auch die kleinste Spaltöffnung des Spectroskops doch das Sehfeld desselben über einen sehr bedeutenden Theil der Sonnenumgebung ausdehnt. Beträgt diese Oeffnung auch nur 0,05 mm, und hat das durch das Objectiv des Teleskops erzeugte Sonnenbildchen, wie in dem Instrumente von Lockyer, einen Durchmesser von etwa 2,5 cm, so erstrecken sich doch die durch den Spalt eindringenden Lichtstrahlen an der Sonne über einen Raum von ungefähr 400 geographischen Meilen.

Statt eines Spectroskops mit Prismensatz kann man sich zu den Protuberanz-Beobachtungen auch eines Diffractionsgitters bedienen. Die Anordnung des Apparates ist folgende: *SO* in der schematischen *Fig. 80* ist der Collimator, *S* der Spalt, welcher in den Brennpunkt des

Refractors gebracht wird, an dem das Spectroskop befestigt ist. *F* ist das Beobachtungsfernrohr. Dasselbe kann mit dem Collimator fest verbunden sein, da nur das auf einem Metallspiegel *m* getheilte Gitter *gg* gedreht zu werden braucht. Durch diese Drehung des Gitters um eine Senkrechte zur Ebene der Zeichnung werden der Reihe nach die Spectra der verschiedenen Ordnungen im Fernrohre *F*

Fig. 81.



Young's Diffractionsspectroskop.

erscheinen. Da die Spectra der verschiedenen Ordnungen sich so überdecken, dass das rothe Ende des Spectrums zweiter Ordnung den blauen Theil desjenigen der dritten Ordnung deckt, so ist es bisweilen erforderlich, diese Spectra zu trennen. Zu diesem Ende hat zuerst John Herschel vorgeschlagen, zwischen das Gitter *m* und das Fernrohr *F* ein einfaches Prisma zu setzen, dessen Dispersionsebene senkrecht zu derjenigen des Gitters steht.

Mit einem solchen Diffractions-Instrument hat Young zu Princeton zahlreiche und wichtige Beobachtungen angestellt. *Fig. 81* zeigt dieses Instrument, dessen Einzelheiten aus *Fig. 80* ohne Weiteres verständlich sind.

Uebrigens haben sich schon früher Secchi und Vogel des Gitters bei Protuberanzbeobachtungen bedient. Es bietet den Vortheil einer kleinen oder grossen Zerstreuung durch Wahl einer höheren Ordnung des Interferenzspectrums bei geringen Dimensionen des ganzen Apparates.

Die Diffractionsspectroskope haben jedoch anderseits den Nachtheil, dass bei weiter geöffnetem Spalt die Gestalt der Objecte etwas beeinträchtigt erscheint, entweder zusammengedrückt oder ausgedehnt rechtwinklig zur Richtung des Spaltes. Wenn die Neigung der Gitterfläche gegen das Teleskop grösser ist als gegen den Collimator, erscheinen die Protuberanzen, sobald der Spalt den Sonnenrand taugirt, etwas eingedrückt; ist jene Neigung geringer, so erscheinen sie verlängert. Diese Abweichung von der normalen Höhe kann aber in Rechnung gezogen werden. Bezeichnet nämlich h die scheinbare Höhe, H die wahre, k die Neigung der Gitteroberfläche gegen den Collimator, t gegen das Fernrohr, so hat man

$$H = \frac{h \sin. t}{\sin. k}$$

Im Allgemeinen kann man die verschiedenen Formen der Protuberanzen in zwei charakteristische Gruppen bringen, welche von Zöllner als *dampf-* oder *wolkenförmige* und als *eruptive Gebilde* bezeichnet werden.

Beobachtet man mit einem kleinen Teleskope, so treten die Einzelheiten der Umrisse und der inneren Gestaltung derselben weniger deutlich hervor. Doch ist ein Beob-

achter im Besitze eines Fernrohrs von 4 Zoll Oeffnung, wie solche Reinfelder & Hertel in München liefern, und eines Spectroskops, dessen Gesammtdispersion derjenigen von fünf oder sechs gewöhnlichen Prismen gleichkommt, so ist er hinreichend ausgerüstet, um die Chromosphäre sowie die Protuberanzen in ihren Gestalten und Veränderungen zu untersuchen. Wie weit man den Spalt zu öffnen hat, um die Protuberanzen am schärfsten zu sehen, muss in jedem Falle durch Versuche ermittelt werden. Bei zu grosser Oeffnung verschwinden die Protuberanzen allmählich auf dem Spectrum der zu hell erleuchteten Atmosphäre.

Fig. 82.



Young's Beobachtung einer Protuberanzenkette.

Unter den Beobachtern, die sich hauptsächlich mit der Untersuchung der Protuberanzen bis jetzt beschäftigt haben, sind in erster Linie zu nennen Secchi, Lockyer, Vogel, Young, Tacchini, Respighi.

Young hat mit seinem kraftvollen Instrumente zahlreiche Beobachtungen der Gestalt der Protuberanzen und der Veränderungen, welche sie erleiden, angestellt. Am 17. September 1869 sah er eine weit ausgedehnte Kette von Protuberanzen, deren einzelne Formen in *Fig. 82* abgebildet sind. Diese ungeheure feurige Gasmasse nahm am Sonnenrande eine Länge von nahe 48000 geographischen Meilen ein und erreichte eine Höhe von 50 Secunden oder

von 5000 geographischen Meilen; sie hatte ihre grösste Helligkeit in den Punkten *a* und *b*.

Kleinere Veränderungen in der Gestalt der Protuberanzen kann man bei geöffnetem Spalte fast ununterbrochen beobachten; dagegen erfolgen grössere Veränderungen in der Regel nur langsam oder ganz unmerklich. In einigen Fällen aber ist der Wechsel der Gestalt in den Protuberanzen so ausserordentlich und geht mit einer solchen Geschwindigkeit vor sich, dass wir daraus auf die heftigsten Reactionen in den höheren Theilen der Sonnenatmosphäre schliessen müssen, gegen welche die orkanartigen Stürme, die zuweilen das Luftmeer der Erde in Bewegung setzen, verschwindend klein sind. LOCKYER beschreibt die Beobachtung eines solchen *Sonnensturms* auf folgende Weise:

„Am 14. März 1869 gegen 9 Uhr 45 Minuten Morgens beobachtete ich — den Spalt tangential zum Sonnenrande anstatt, wie es sonst zu geschehen pflegt, senkrecht zu demselben — in der Nähe des Aequators auf der östlichen Seite eine kleine dichte Protuberanz mit Andeutungen, dass eine aussergewöhnliche Thätigkeit im Gange war. Um 10 Uhr 50 Minuten, als die Wirkung nachliess, öffnete ich den Spalt und bemerkte sofort, dass das dichte Aussehen der Protuberanz verschwunden und wolkenähnliche Zerfaserungen eingetreten waren. Die erste Zeichnung wurde um 11 Uhr 5 Minuten beendigt; die Höhe der Protuberanz betrug 1′5″ oder ungefähr 6300 geographische Meilen. Ich verliess dann auf einige Minuten das Observatorium und war nicht wenig erstaunt, bei meiner Rückkehr um 11 Uhr 15 Minuten zu bemerken, dass von der geradlinigen Protuberanz nichts mehr sichtbar war; auch nicht die kleinste Spur fand sich davon an der alten Stelle vor. Ich weiss nicht, ob sie sich wirklich gänzlich verloren

Taf. VI

Sonnen-Protuberanzen, beob. von Prof. F. Zöllner in Leipzig



0 1 2 3 4 5 6 7 8 9 10 11 12000

Geographische Meilen.

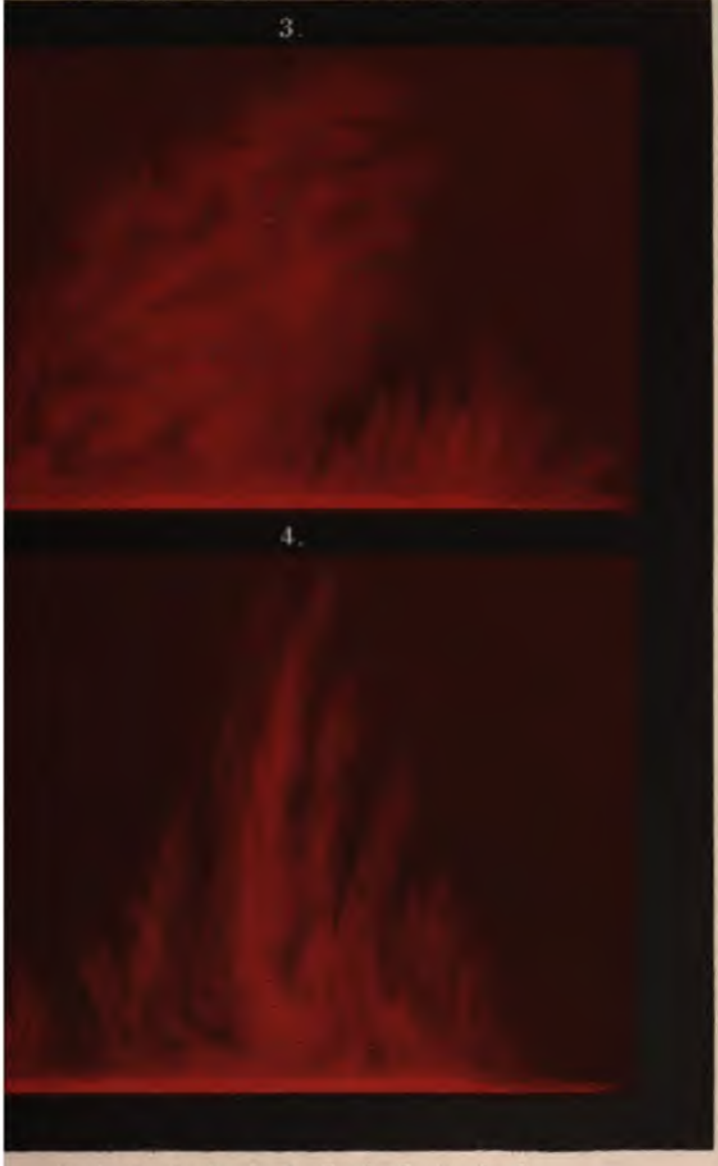
1869. August 29.

Nº 1. Position 160° Zeit: 10 U. 22 M.

Nº 2. Dieselbe Protuber... Zeit ...

Chromolith. v. A. Schütze, Berlin.

rotuberanzen, beob. von Prof. C. A. Young (Dartmouth Coll.) Hanover



0 1 2 3 4 5 6 7 8 9 10 11 12

Geographische Meilen.
1869. October 7. u. 8.

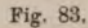
0°
5 M.

N.° 4.
Dieselbe Protuberanz
Zeit 8. Oct. 1 U. 50 M. – 4 U.

Braunschweig, Verlag von G. Westermann.

hatte oder ob ihre Theile anderswohin geflossen waren; aber ich vermuthe das letztere, weil der übrige Theil der Protuberanz sich vergrössert hatte, wie es eine nun angefertigte zweite Zeichnung deutlich erkennen liess."

Ungeheure Veränderungen in der Höhe und dem Aussehen der Protuberanzen hat auch SECCHI häufig beobachtet. Bisweilen, wie am 9. Juli 1871, deutete schon das ganze Aussehen dieser Gebilde *(Fig. 83)* auf Bewegung


Fig. 83.



Protuberanzen beobachtet von Secchi am 9. Juli 1871.

der glühenden Massen, die an Grossartigkeit jede Vorstellung überbieten.

Die in *Fig. 84* abgebildeten vier verschiedenen Formen beziehen sich auf eine und dieselbe sehr glänzende Protuberanz, welche am 7. October 1869 von Professor YOUNG beobachtet wurde. Ihre Höhe betrug 75″. Der Wechsel in ihrer Gestalt erfolgte mit einer ausserordentlichen Geschwindigkeit; die vier Zeichnungen wurden gemacht um 2 Uhr 20 Min., 2 Uhr 35 Min., 2 Uhr 55 Min. und 3 Uhr 30 Min. Im Innern der Protuberanz gab sich eine nahe horizontale Bewegung der einzelnen wolkigen Massen kund.

Einer der grossartigsten Ausbrüche von Protuberanzen, der bis jetzt beobachtet worden, ereignete sich am 7. September 1871 und ist von YOUNG beschrieben und gezeichnet worden. „An jenem Tage," so berichtet er, „ereignete sich zwischen $12^1/_2$ und 2 Uhr Nachmittags auf der Sonne eine Art Explosion, die eben so sehr durch ihr unerwartetes, plötzliches Auftreten als durch ihre Heftigkeit sich

Fig. 84.



Gestaltveränderung einer Protuberanz.

auszeichnete. Gerade um Mittag hatte ich eine enorme Protuberanz am westlichen Sonnenrande mit dem Telespectroskop näher untersucht; sie hatte sich seit dem vorigen Mittag nur sehr wenig geändert und bildete eine lange, mässig hohe, ruhig aussehende Wolke von nicht besonderem Glanze und nur durch ihre grosse Ausdehnung bemerkenswerth. Ihre Hauptmasse bildete eine Wolke von nahe horizontalen Streifen, deren unterer Theil etwa 3200 geographische Meilen von der Chromosphäre entfernt war,

aber durch drei oder vier lebhaft glänzende verticale Säulen von der häufig vorkommenden Form mit derselben in Verbindung stand. In der Länge mass sie 3′45″ und in der Höhe bis zu ihrer oberen Grenze nahe 2′, sie hatte also eine Längenausdehnung am Sonnenrande von ungefähr 21 700 und eine Höhe von 11 700 geographischen Meilen.

Als ich um $12^1/_2$ Uhr auf einige Minuten abgerufen wurde, war nichts zu sehen, was auf eine bevorstehende Eruption hätte schliessen lassen können; nur der eine auf der südlichen Seite der Wolken befindliche Verbindungsstamm war bedeutend glänzender geworden und eigenthümlich seitwärts gekrümmt; ebenso hatte sich nahe an der Basis eines anderen Stammes am nördlichen Ende eine kleine leuchtende Masse gebildet. *Fig. 85* zeigt das Aussehen, das die Protuberanz um diese Zeit gewährte; *a* ist die zuletzt genannte leuchtende Masse.

Fig. 85.



Protuberanz nach Young.

Wie gross war mein Erstaunen, als ich nach weniger als einer halben Stunde (um 12 Uhr 55 Minuten) zurückkam und fand, dass inzwischen die ganze Protuberanz durch einen gewaltigen Ausbruch von unten nach oben buchstäblich in Fetzen zerrissen war. An der Stelle der ruhigen Wolke war nun die Luft, wenn dieser Ausdruck für die Sonne erlaubt ist, mit herumfliegenden Trümmern, mit einer Menge von einzelnen verticalen, anscheinend feurig-flüssigen Fäden oder Zungen angefüllt, jede 10 bis 30″ lang und 2 bis 3″ breit; sie waren am glänzendsten und standen am dichtesten zusammen, wo vorher die Stämme sich befanden, und alle stiegen sehr schnell in die Höhe.

Als ich die Erscheinung zuerst sah, hatten einige dieser Fäden schon eine Höhe von nahe 4′ (21 700 geographische Meilen) erreicht; sie stiegen aber vor meinen Augen noch fortwährend höher, bis die höchsten nach 10 Minuten (um 1 Uhr 5 Minuten) um mehr als 43 400 geographische Meilen von der Oberfläche der Sonne entfernt waren. Bei der Messung dieser Höhe wurde mit grosser Sorgfalt verfahren, und es ergab sich als das Mittel aus drei sehr nahe übereinstimmenden Beobachtungen für die grösste erreichte Höhe 7′49″ oder ungefähr 45 800 geographische Meilen. Ich hebe dieses besonders hervor, weil, so viel mir bekannt ist, die chromosphärische Materie (im vorliegenden Falle glühender Wasserstoff) noch nie in einer grösseren Höhe als 5′ beobachtet worden ist. Die Geschwindigkeit, mit welcher die Protuberanzmaterie in die Höhe stieg, betrug 36 geographische Meilen in der Secunde und ist ebenfalls bedeutend grösser, als man es bisher wahrgenommen hat. Einen allgemeinen Anblick der Erscheinung für die Zeit, wo die Fäden ihre grösste Höhe erreicht hatten, giebt die *Fig. 86.* In dem Masse, wie die feurigen Zungen in die Höhe stiegen, nahmen sie an Glanz ab; sie verschwanden unbemerkbar wie eine sich auflösende Wolke, und um 1 Uhr 15 Minuten waren von der ganzen grossen Protuberanz nur noch einige wenige Bündelchen leuchtender Materie nebst einigen helleren Streifen ganz nahe an der Chromosphäre übrig, welche

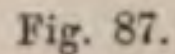
Fig. 86.



Explosion in einer Protuberanz.

noch eben die Stelle erkennen liessen, wo die grossartige Erscheinung stattgefunden hatte.

In der Zwischenzeit aber war die erwähnte kleine


Fig. 87.



Protuberanz beobachtet von Young.

Masse *a* angewachsen und hatte sich zu einer wogenden und fortwährend sich ändernden Flamme entwickelt. Anfangs kroch sie, so zu sagen, niedrig an der Sonnenober-

Fig. 88.



Protuberanz beobachtet von Young.

fläche entlang *(Fig. 86)*; später stieg sie fast pyramidal auf eine Höhe von 10 800 geographischen Meilen, worauf sich ihr Gipfel in lange Fäden und in Bündel leuchtender Strahlen auflöste, die in höchst merkwürdiger Weise sich umbogen und nach Art der Schneckenwindungen bei den

jonischen Kapitälen gekrümmt waren; endlich verlor sie sich allmählich und verschwand um 2 Uhr 30 Minuten gleich der vorigen vollständig. Die *Figg. 87* und *88* zeigen diese letztere Protuberanz in ihrer vollen Entwickelung; die erstere wurde um 1 Uhr 40 Minuten, die andere um 1 Uhr 55 Minuten skizzirt."

Auf den Tafeln VI und VII sind zwei verschiedene Protuberanzgebilde in ihrer natürlichen Farbe dargestellt, wie sie sich zeigten, als man unter Anwendung eines grossen Teleskops den weit geöffneten Spalt des damit verbundenen Spectroskops auf die rothe *C*-Linie *(Hα)* richtete. Sie charakterisiren die beiden verschiedenen Gruppen der *Eruptiv-* und der *Wolkengebilde* und geben zugleich ein Bild von der grossen Veränderlichkeit ihrer Form. Die Protuberanz Nr. 1 und 2 auf Tafel VI ist von Prof. Zöllner, Nr. 3 und 4 auf Tafel VII von Prof. Young beobachtet und gezeichnet worden; erstere ist ein Eruptivgebilde mit deutlich ausgesprochener Drehung, letztere dagegen hat einen wolkenartigen Charakter. Aus dem beigefügten Massstabe* lassen sich ihre Höhen leicht abmessen.

Professor Young ist es gelungen, am 28. September 1870 zum ersten Male bei hellem Sonnenscheine die Protuberanzen am Sonnenrande zu photographiren. Die Operation bestand darin, dass die blaue Wasserstofflinie *Hγ* vor *G* in die Mitte des Sehfeldes des Spectroskops gebracht und eine kleine photographische Camera mit dem Ocular des Beobachtungsrohres verbunden wurde. Da die gewöhnlichen für die Aufnahme von Porträts gebräuchlichen Chemikalien angewandt wurden, so musste die Ex-

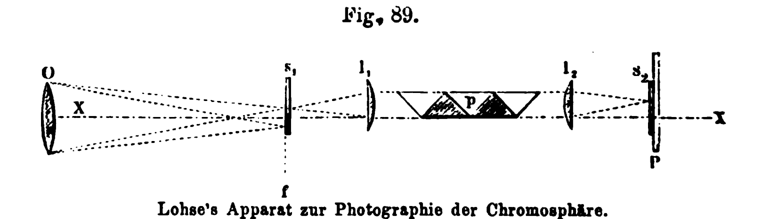
* Tafel VI und VII haben gleichen Massstab.

positionszeit auf $3^1/_2$ Minute ausgedehnt werden, während welcher Zeit das Aequatorial infolge einer nicht ganz genauen Aufstellung der Polarachse eine kleine Verschiebung des Protuberanzbildchens auf der präparirten Platte verursachte. Dennoch lassen sich in dem erhaltenen photographischen Bildchen von 13 mm Durchmesser die verschiedenen Formen der Protuberanzen deutlich erkennen.

Seit dem Jahre 1874 hat sich Dr. O. LOHSE bemüht, auf photographischem Wege ein Bild der Chromosphäre und der Protuberanzen zu erhalten, wobei er sich anfangs eines absorbirenden Mediums bediente, welches dicht vor der lichtempfindlichen Platte angebracht wurde. Bei späteren Versuchen wurde das vom Objectiv erzeugte Bild direct auf einer reinen Jodsilberschicht aufgefangen. Auf diese Weise erhielt Dr. LOHSE um die überexponirte Sonnenscheibe herum einen dunklen Ring, der später auch von JANSSEN erhalten wurde, allein es blieb unentschieden, ob dieser Ring wirklich ein Bild der Chromosphäre sei, auch zeigten sich keine Protuberanzen. Im Frühjahr 1880 construirte LOHSE einen anderen Apparat, dem die Idee zu Grunde liegt, das Bild der Chromosphäre aus einer Reihe von Spaltbildern zusammen zu setzen, indem dem gesammten Spectralapparate, bei feststehender photographischer Camera, eine gleichförmige Bewegung ertheilt wird. Es wurde hierbei die Kreisbewegung vorgezogen, weil dabei der erste im Focus des Fernrohrs befindliche Spalt bei gehendem Uhrwerk stets nach dem Centrum des Sonnenbildes gerichtet bleibt. *Fig. 89* zeigt schematisch die Anordnung. Das Objectiv *O* eines grossen Fernrohrs erzeugt in der Focalebene *f* der violetten Strahlen ein Bild der Sonnenscheibe. Dieses Bild wird von einer geschwärzten Metallscheibe aufgefangen, in welche eine glän-

zende Kreislinie eingerissen ist, deren Centrum mit der optischen Achse des Fernrohrs zusammenfällt. In diese Kreislinie wird das Bild der Sonne concentrisch eingestellt und in dieser Lage durch das Uhrwerk des Fernrohrs festgehalten. Die Metallscheibe enthält vor dem ersten Spalte s_1 einen kleinen Ausschnitt, der sich in radialer Richtung durch einen Schieber so weit reduciren lässt, dass ausser der Chromosphäre nur ein ganz schmaler Randtheil der Sonnenscheihe sein Licht in den Spectralapparat hineinsendet, während der ganze übrige centrale Theil abgeblendet wird. Bei concentrischer Stellung des

Fig. 89.



Lohse's Apparat zur Photographie der Chromosphäre.

Sonnenbildes ist der Spalt s_1 radial gerichtet und bleibt es auch bei der später erfolgenden Drehung des Apparates um die Achse XX. Das vom Spalte s_1 kommende Licht wird von der als Collimator dienenden einfachen, planconvexen Linse l_1 parallel gerichtet, geht durch den Prismensatz p, der für Violett à vision directe orientirt ist, in die Linse l_2 von gleicher Brennweite wie l_1. Die Linse l_2 erzeugt in ihrem Focus ein Bild des Spectrums des Sonnenrandes und seiner Umgebung, von welchem Spectrum durch den beweglichen Spalt s_2 das schmale Stück herausgeblendet wird, das die violette Wasserstofflinie $H\gamma$ enthält. Dicht hinter dem Spalte s_2 befindet sich in fester Verbindung mit dem Fernrohr die lichtempfindliche Platte P.

Wenn der Apparat in Thätigkeit gesetzt werden soll, so werden die mit einander verbundenen Theile s_1, l_1, p, l_2 und s_2 mit gleichförmiger Geschwindigkeit um die Achse XX gedreht, wobei der mit schmalen Lederstreifen versehene Spalt s_2 direct auf der empfindlichen trocknen Gelatineplatte schleift. Es erzeugt sich auf diese Weise ein entgegengesetzt gekrümmtes Bild des Sonnenrandes, bei dem die Protuberanzen nach dem Centrum statt nach aussen gerichtet sein würden. Aus diesem Umstande entspringt nebenher der kleine Vortheil, dass das Bild der

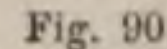


Fig. 90



Lohse's rotirender Spectralapparat.

Chromosphäre, welches infolge der Drehbewegung von vornherein längere Exposition erhält als die Theile der Sonnenscheibe, auf der Platte auf einen engern Raum zusammengedrängt wird und also eine relativ stärkere Wirkung auf die empfindliche Schicht ausübt.

Fig. 90 giebt eine Ansicht des von Schmidt & Hänsch in Berlin ausgeführten Instrumentes. Innerhalb dreier cylindrischer Eisenstäbe, welche die Verbindung mit dem Fernrohr vermitteln, bewegt sich mit möglichst wenig Reibung in den zwei Ringen r und r_1 die Trommel T. Letztere enthält die fünf wesentlichen Theile des Spectralapparates, nämlich die beiden Spalte, den Prismenkörper und

die beiden Linsen in der Anordnung, wie durch die obige schematische *Fig. 89* angedeutet wurde. Von den Spaltvorrichtungen ist in *Fig. 90* nur diejenige zu sehen, die mit der empfindlichen Platte in Berührung gebracht wird und hier den Buchstaben s_2 trägt, sie kann mit Hülfe von Zahn und Trieb heraus- und hineingeschraubt werden. Die photographische Cassette K schiebt sich in dem Rahmen R, dessen cylindrischer Ansatz lichtdicht in die Trommel T hineinpasst. Ehe bei einer Aufnahme der Schieber der Cassette geöffnet wird, muss der Rahmen R sammt der Cassette K mit Hülfe des wegdrehbaren Riegels v und der Schraube w gegen die Trommel hinbewegt werden, bis die gewünschte Entfernung zwischen der zweiten Linse l_2 und der empfindlichen Platte erreicht und das Ganze lichtdicht abgeschlossen ist. Sodann wird der Cassettenschieber geöffnet und der Spalt s_2 mittels Triebbewegung an die lichtempfindliche Oberfläche heranbewegt. Ist auch dies geschehen und die Sonne eingestellt, so wird die Trommel, auf der sich ein Zahnrad befindet, mit einer Schraube ohne Ende in Drehung versetzt. Wie aus der in der Abbildung bemerkbaren Kurbeleinrichtung ersichtlich ist, sollte die Drehung mit Hülfe der Hand bewirkt werden, indess dürfte es vortheilhafter sein, hierfür ein kleines Uhrwerk zu benutzen, weil bei der geringen Weite des Spaltes s_1 jede noch so kleine Unregelmässigkeit in der Bewegung sich auf dem Bilde bemerkbar macht.

Regelmässige tägliche Untersuchungen des ganzen Sonnenrandes nach Protuberanzen sind seit October 1869 zuerst von Respighi auf der Sternwarte des Campidoglio in Rom angestellt worden. *Fig. 91* zeigt, wie der Beobachter die Protuberanzen darstellt. Die Beobachtungen geschahen der Art, dass der Spalt eines Spectroskops à vision directe

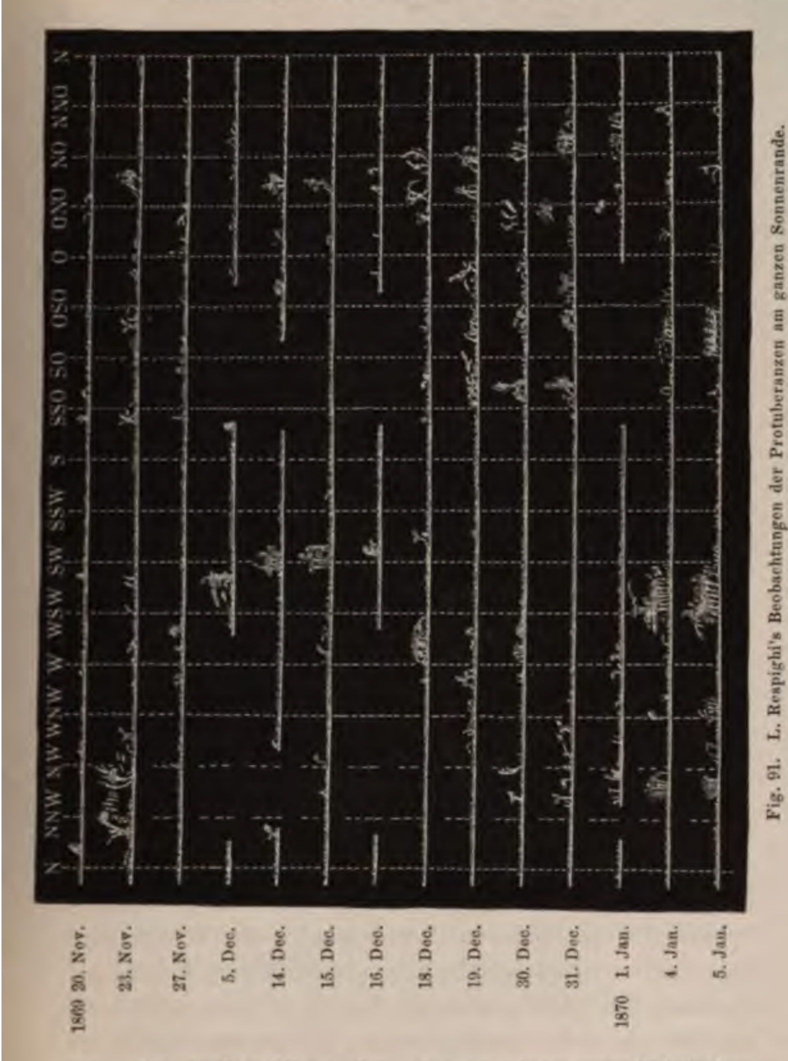


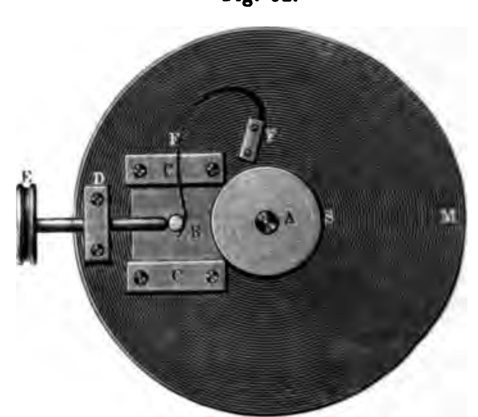
Fig. 91. L. Respighi's Beobachtungen der Protuberanzen am ganzen Sonnenrande.

von sehr starker Dispersion, das an einem parallaktischen Refractor angebracht ist, in tangentialer Richtung zum Sonnenrande rings um diesen herumgeführt wurde. Später

sind auch am astrophysikalischen Observatorium zu Potsdam, sowie von SECCHI, TACCHINI und BREDICHIN regelmässige Protuberanzaufnahmen angestellt worden und werden noch täglich fortgesetzt. Die italienischen Beobachtungen werden monatlich in den Memorie della Società degli Spettroscopisti italiani (Roma) veröffentlicht.

Zur Erleichterung des Absuchens des Sonnenrandes nach Protuberanzen hat Dr. J. BRUNN ein Spectroskop mit

Fig. 92.



Brunn's Protuberanzspectroskop mit excentrischer, bogenförmiger Spaltvorrichtung.

excentrischer, bogenförmiger Spaltvorrichtung ausgeführt. Dasselbe ist an einem Fernrohr von 4 Zoll Oeffnung und 5 Fuss Brennweite befestigt und fungirt zur Zufriedenheit. Der optische Theil besteht aus zwei fünffachen AMICI'schen Prismen und zwei achromatischen Objectiven von REINFELDER & HERTEL in München. Das benutzte Ocular ist ein Mikrometerocular aus zwei planconvexen Linsen.

Auf der Platte *M* (*Fig. 92*) befindet sich die Spaltvorrichtung. Die eine Backe derselben wird von der

Stahlscheibe S gebildet, deren Mittelpunkt A im Mittelpunkte der Scheibe M befestigt ist. Gegen diese wird durch die Schraube E, deren Mutter in das Messingstück D eingeschnitten ist, die zweite Backe des Spaltes B bewegt, welche sich zwischen den Schienen C, C verschiebt und durch die Feder F beständig gegen die Schraube E gedrückt wird. Die Ränder von S und B, welche den Spalt bilden, sind in bekannter Weise zugeschärft. Der Radius der Scheibe S ist gleich dem mittleren Radius des Sonnenbildchens des benutzten Fernrohrs genommen. Auf diese Scheibe ist nun das Spectroskop an der Rückseite so aufgebaut, dass die Tangente des Spaltes der Achse des Spectroskops entspricht.

Die Scheibe M ist durch vier kurze Messingsäulchen an eine zweite Scheibe befestigt, die in der Mitte eine hinreichend grosse Oeffnung hat, um die Sonnenstrahlen passiren zu lassen. Diese Scheibe ist an ihrem Rande mit einer Schraube ohne Ende versehen, mit deren Hülfe sich das ganze Instrument leicht um die durch A gehende Achse des Fernrohrs bewegen lässt.

Um den Sonnenrand abzusuchen, bedarf es also bloss einer einmaligen Einstellung des Fernrohrs, so dass das Sonnenbildchen die Scheibe A deckt. Die kleinen Verstellungen, welche noch nöthig sind, da die Scheibe nur selten dem wirklichen Durchmesser des Sonnenbildchens entspricht, sind so gering, dass sie sich mit der grössten Leichtigkeit ausführen lassen. Auch das Ocular hat noch eine besondere Vorrichtung, welche verhindert, dass das Auge geblendet wird, wenn der Spalt nicht gerade mit der Chromosphäre zusammenfällt. An demselben befindet sich dort, wo das Bild entsteht, eine einfache Schlittenvorrichtung, in die sich von beiden Seiten Messingstreifen

einschieben lassen, von denen der eine convex, der andere concav ausgeschnitten ist, entsprechend dem Radius der Scheibe *A*. Da die beiden Objective gleiche Brennweite haben, so ist im Oculare das Sonnenbild eben so gross wie bei *A*, und es erlauben die beiden Messingstreifen aus dem Spectrum den Theil auszuschneiden, welcher der Linie *C* (natürlich auch jeder anderen) entspricht. Es wird durch diese Vorrichtung das Auge erheblich geschont und man kann ohne Anstrengung lange Zeit auf Beobachtung des Sonnenrandes verwenden, selbst dann, wenn das Uhrwerk unzuverlässig fungirt und häufig das directe Sonnenlicht in das Auge dringt.

Bis jetzt umfassen die regelmässigen Protuberanzbeobachtungen noch einen zu kurzen Zeitraum, um zu definitiven Ergebnissen führen zu können. Doch haben die Beobachtungen, welche hauptsächlich Pater SECCHI und TACCHINI seit einer Reihe von Jahren angestellt, ergeben, dass die Häufigkeit der Protuberanzen am geringsten ist in den Polargegenden der Sonne, aber allmählich bis 30° der Breite wächst, wo die absoluten Maxima liegen, und dass ein weniger ausgesprochenes Minimum am Aequator erscheint. Die grossen Protuberanzen fehlen in den Polarcalotten bis 30° vom Pole gänzlich und erreichen ihr Maximum in 30° Breite; man muss daher schliessen, dass nicht nur die Frequenz, sondern auch die Höhe der Protuberanzen von der Rotation und der dadurch bedingten photosphärischen Strömung der Sonne abhängig ist. Vergleicht man die einzelnen Perioden mit einander, so sieht man eine gleichmässige und continuirliche Aenderung, die trotz der Kürze der Beobachtungszeit ein entschiedenes Maximum und Minimum der Intensität erkennen lässt, der Art, dass die Protuberanzen sich all-

mählich den Polen nähern und dann sich allmählich von ihnen entfernen.

Die Eruptionen der Sonne stehen in enger Beziehung zu den Flecken und Fackeln; indessen sind die Protuberanzen oder grossen Störungen des Eruptionszustandes gewöhnlich viel häufiger als die Fackeln und Flecke; sie umfassen ein grösseres Gebiet der Sonne und nehmen zuweilen die ganze Oberfläche ein, während die Fackeln sich nur auf 50 bis 60° und die Flecke nur bis 40° der Breite erstrecken. Dies scheint darauf hinzudeuten, dass die Bedingungen für die Entstehung der Protuberanzen an der Sonnenoberfläche leichter eintreten. Die Fackeln sind gewöhnlich von Protuberanzen begleitet, welche sich durch eine grössere Helligkeit und Heftigkeit der Strahlen auszeichnen; für die Entstehung der Fackeln scheint somit ein Zustand intensiverer und grösserer Eruption nothwendige Bedingung zu sein. Ferner macht sich der Ort der Flecken bemerklich durch eine eigenthümliche Art der Eruption und durch eine ausgesprochene Abnormität in der Beschaffenheit der Chromosphäre, nämlich durch sehr helle Eruptionen, hellere, compactere und mehr variable Strahlen von verwickelterer chemischer Zusammensetzung, die noch in merklicher Höhe dem Wasserstoff verschiedene glühende Dämpfe beigemischt enthalten, wie Magnesium, Eisen, Natrium u. s. w. Ausserdem sind diese Stellen charakterisirt durch eine ausgesprochene Intermittenz der Eruption und ein deutliches Fehlen jener kleinen und zahlreichen Strahlen in der Chromosphäre, mit denen diese im normalen Zustande besäet ist.

---

19. Messung der Richtung und der Geschwindigkeit der Gasströme auf der Sonne.

Zu den schönsten Errungenschaften der Spectralanalyse, welche vielleicht alle bisher gewonnenen Resultate, so glänzend sie immer sein mögen, überstrahlt, gehört die Entdeckung, dass man mit vorzüglichen Instrumenten und genau ausgeführten Messungen aus der Lage oder vielmehr einer sehr kleinen Verschiebung der Spectrallinien eines Sterns oder einer anderen Lichtquelle, z. B. einer Protuberanz, bestimmen kann, ob und mit welcher Geschwindigkeit sich diese Lichtquelle uns nähert oder von uns entfernt.

Der Grundgedanke, auf welchem Untersuchungen dieser Art beruhen, ging schon im Jahre 1842 von Doppler aus, der die Farben gewisser Sterne dadurch zu erklären suchte, dass er annahm, die Geschwindigkeit der Sterne sei nicht verschwindend klein gegen die des Lichtes, und es müsse daher bei *Annäherung* eines Sterns an uns die Zahl der Aetherwellen, die in einer Secunde unser Auge treffen, eine grössere, bei der *Entfernung* von uns eine kleinere sein als wenn der Stern still stände. Da nun das violette Licht die meisten, das rothe Licht die wenigsten Schwingungen in einer Secunde mache, so müsse im Falle der Annäherung das Licht des Sterns sich mehr dem Violett, im Falle der Entfernung mehr dem Roth hinneigen. Das Princip von Doppler ist richtig, aber sein damaliger Schluss ist unhaltbar. Erst im Jahre 1860 zog Professor Mach in Prag die richtige Folgerung, dass die Bewegung der Lichtquelle sich aus der Verschiebung der Spectrallinien müsse erkennen lassen.

Die *Höhe* eines Tones hängt bekanntlich von der Anzahl der Luftstösse ab, welche das Ohr in einer be-

stimmten Zeit empfängt. Da nun ein Ton um so höher wird, je mehr Schwingungen der Luft in einer Secunde das Trommelfell des Ohres treffen, so muss durch eine rasche Annäherung irgend einer Tonquelle nach dem Ohre hin der Ton höher, durch eine rasche Entfernung aber tiefer werden. Die Richtigkeit dieser Ansicht wurde für die Töne mit Hornsignalen, die auf einer schnell fahrenden Locomotive erzeugt wurden, vollkommen bestätigt. Bei der raschen Annäherung der Locomotive an den stillstehenden Beobachter wird der Ton eines und desselben Horns stets höher, bei der Entfernung tiefer.

Wie durch die Anzahl der Luftschwingungen die verschiedenen Tonhöhen, so sind durch die Anzahl der Aetherschwingungen die verschiedenen Farben bedingt. Wenn sich daher eine Lichtquelle, z. B. das Licht des glühenden Wasserstoffs einer Protuberanz, sehr schnell von uns *entfernt*, so werden weniger Aetherwellen in der Secunde unsern Sehnerv treffen, als wenn das glühende Gas stille steht. Ist die Differenz in der Anzahl der Aetherwellen hinlänglich gross, um von unserem Auge wahrgenommen zu werden, so muss jede Farbe des glühenden Gases in der Scala des Spectrums sinken, d. h. sich mehr nach dem Roth neigen. Bei der prismatischen Zerlegung des Lichtes können dann die einzelnen farbigen Lichtstrahlen nicht an denselben Stellen im Spectrum erscheinen, an welchen sie bei dem stillstehenden Lichte auftreten würden, und zwar müssen sie sich sämmtlich etwas nach dem *Roth* hin verschieben.

Das Umgekehrte tritt ein, wenn dasselbe Licht schnell auf uns zukommt; es vermehrt sich dann die Anzahl der Aethererschütterungen für das Auge gegenüber dem Falle, wo das Licht stille steht; bei der prismatischen Analyse

verändern dann die farbigen Strahlen in der Farbenscala des Spectrums ebenfalls ihre Lage, erscheinen an denjenigen Stellen, welche ihnen durch ihre erhöhte Brechbarkeit angewiesen werden, und erleiden eine Verschiebung nach dem *Violett* hin.

Wenn man bedenkt, dass die Zahl der Aetherwellen für die rothen Strahlen mindestens 480 Billionen, für die violetten sogar 800 Billionen in *einer* Secunde, oder auch, dass die *Wellenlänge* desjenigen grünblauen Lichtes ($H\beta$), welches sich im Sonnenspectrum an der mit F bezeichneten Stelle befindet, nur 485 Milliontel (genauer 0,000485051) eines Millimeters beträgt und die zu dem vorliegenden Zwecke anzuwendenden Messwerkzeuge Grössen dieser letzteren Art anzeigen müssen, so wird man die ungewöhnlich grossen Schwierigkeiten nicht unterschätzen, welche mit den Beobachtungen dieser Farbenverschiebungen im Spectrum verbunden sind. Dieselben würden sich auch überhaupt nicht ausführen lassen, wenn wir nicht in den dunklen Linien, welche die Spectra der Sonne und der Fixsterne durchziehen und unter denen sich meist die eine oder die andere genau fixiren lässt, feste Spectralstellen hätten, deren Brechbarkeit oder Wellenlänge wir für das Sonnenlicht oder für irdische Stoffe, also auch für den Stern oder eine andere Lichtquelle, wenn sie unbeweglich gedacht wird, im Voraus bestimmen könnten.

Wir werden später sehen, in welcher Weise SECCHI und HUGGINS dieses Princip dazu angewandt haben, um die Geschwindigkeit zu bestimmen, mit welcher sich ein Fixstern uns nähert oder von uns entfernt.

LOCKYER hat darauf eine Methode gegründet, um die Geschwindigkeit zu messen, mit welcher das die Protuberanzen bildende glühende Wasserstoffgas aus dem Sonnen-

körper hervorbricht oder nach erfolgtem Emporschiessen wieder herabsinkt. Die Grundlage dieser Methode besteht aus folgender Reihe von Schlüssen.

Die Brechbarkeit des grünblauen Lichtes *(Hβ)*, welches das glühende Wasserstoffgas neben dem rothen *(Hα)* und dem blauen *(Hγ)* aussendet, wird durch die Lage der Linie *F* im Sonnenspectrum bemessen. Wenn in dieser Linie *F* irgend eine Verschiebung, d. h. eine Veränderung der Brechbarkeit oder der Wellenlänge des grünblauen Lichtes, beobachtet wird, *ohne dass zugleich auch die benachbarten dunklen Linien eine Verschiebung erleiden*, so ist klar, dass die Ursache dieser Verschiebung nicht in der Bewegung der Erde oder der Sonne liegen kann, vielmehr dieselbe ausschliesslich der Bewegung des leuchtenden Wasserstoffgases zugeschrieben werden muss.

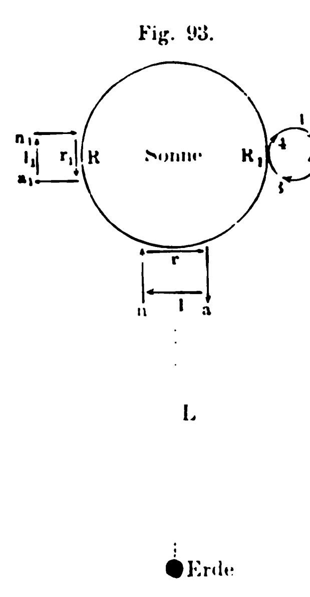
Wenn das Wasserstoffgas auf der Sonne sich uns rasch *annähert*, so muss die secundliche Zahl seiner Aetherwellen zunehmen; die Länge einer jeden Welle wird kürzer und das Licht neigt sich mehr nach dem Violett hin, weil diese Farbe die kürzesten Wellenlängen hat. *Die F-Linie erleidet dann eine Verschiebung aus ihrer gewöhnlichen Lage im Sonnenspectrum nach dem violetten Ende des Spectrums* hin. Beträgt die Verkürzung der Aetherwellen des grünblauen Lichtes *(Hβ)* des Wasserstoffs nur $^1/_{10\,000\,000}$ eines Millimeters, so kann man die dadurch erzeugte Verschiebung der *F*-Linie wahrnehmen und damit die Bewegung des Wasserstoffgases auf der Sonne zu uns hin constatiren.

Wenn sich dagegen dieses Gas auf der Sonne in der entgegengesetzten Richtung bewegt und sich von uns *entfernt*, so wird die Anzahl der Aetherwellen in der Secunde kleiner, die Wellenlänge wird grösser, die grünblauen

Lichtstrahlen nähern sich mehr dem Roth *und es findet eine Verschiebung der F-Linie nach dem rothen Ende des Spectrums statt.*

Rücksichtlich der Annäherung und Entfernung des Wasserstoffgases aber in Bezug auf unser Auge sind zwei verschiedene Umstände in Betracht zu ziehen. Wenn in *Fig. 93* die Pfeilrichtung *a* einen von der Sonne aus aufsteigenden, der Erde sich *annähernden*, dagegen *n* einen zur Sonne niedersinkenden, von der Erde sich *entfernenden* leuchtenden Gasstrom bezeichnet, so wird sowohl der Gasstrom *a* als auch *n* eine Verschiebung der *F*-Linie und zwar *a* nach dem Violett, *n* nach dem Roth hin verursachen, wenn seine Geschwindigkeit hinlänglich gross ist, um die Wellenlänge um wenigstens $1/_{10\,000\,000}$ mm zu verändern. Seitliche oder tangentiale Gasströme aber, wie sie durch die Pfeile *r* und *l* bezeichnet sind, haben hier keinen Einfluss auf die Veränderlichkeit der *F*-Linie; sie nähern sich weder dem Auge, noch entfernen sie sich von demselben, ihre Richtung steht vielmehr senkrecht zu der Sehlinie *L*. Richten wir daher das Telespectroskop in der Richtung *L* nach dem *Mittelpunkte* der Sonne, so werden wir an einer eventuellen Verschiebung der *F*-Linie bloss die *aufsteigenden* und die *niedersinkenden* Gasströme *a*

Fig. 93.



Die Richtung und die Geschwindigkeit der Gasströme auf der Sonne.

und n wahrnehmen und ihre Geschwindigkeit messen können, nicht aber etwaige seitliche Strömungen r, l, welche sich tangential zur Sonnenoberfläche bewegen.

Richten wir aber unsern Blick auf den Sonnenrand R, so sind es hier umgekehrt die auf- und absteigenden Gasströme a_1 und n_1, welche sich dem Auge weder nähern, noch sich davon entfernen, und daher, weil sie zu einer etwaigen Verschiebung der F-Linie nichts beitragen, nicht wahrgenommen werden können. Wenn dagegen seitliche oder tangentielle Strömungen r_1, l_1 mit der erforderlichen Geschwindigkeit an dieser Stelle vorkommen, so werden die mit r_1 bezeichneten Ströme sich dem Auge nähern und eine Verschiebung der F-Linie nach dem Violett hin verursachen, die mit l_1 bezeichneten aber sich von der Erde entfernen und eine Verschiebung derselben Linie F nach dem Roth hin zur Folge haben.

Es ergiebt sich hieraus, dass der Sonnenmittelpunkt mit der dunklen F-Linie der Beobachtungsort ist für das Studium der auf- und absteigenden Wasserstoffergüsse, der Sonnenrand (R oder R_1) dagegen mit der hellen F- oder $H\beta$-Linie für die seitlichen Strömungen, die *Drehstürme*, *Wirbel* oder *Cyklone*, wie LOCKYER sie nennt.

Wenn sich ergeben sollte, dass die Wasserstofflinien eine gleichzeitige Verschiebung nach *beiden* Seiten hin oder eine gleichmässige Erbreiterung erführen, so müsste man den Gedanken an eine Bewegung der Lichtquelle offenbar mit grosser Vorsicht aufnehmen; man würde dann die Ursache einer solchen Erbreiterung, sei es bei den hellen oder den dunklen Linien, viel eher in der Zunahme des Drucks oder der Temperatur des leuchtenden Gases zu suchen haben. Wenn aber die Erbreiterung der Linien bald nur auf der einen, bald nur auf der anderen, bald auch auf beiden Seiten un-

[illegible] so kann dieses nach den Untersuchungen [illegible] Lockyer und Frankland nicht von einer Veränderung des Drucks herrühren, da eine Zunahme des Drucks [illegible] des Wasserstoffgases stets gleichmässig oder [illegible] nach beiden Seiten hin erbreitert.

[illegible] Fig. 94, eine Zeichnung von Lockyer, zeigt deutlich, welche [illegible] Veränderungen die dunkle Linie *F* im Spectrum [illegible], wenn der Spalt auf einen Sonnen-

Fig. 94.

[illegible] der Gasströme auf der Sonne.

[illegible] der Sonne gerichtet wird. Die [illegible] das Spectrum der Länge nach [illegible] von der allgemeinen, durch die Materie [illegible] Absorption und Schwächung des [illegible] Linie *F*, welche in der Regel von scharfen [illegible] ist, erscheint mitunter nicht bloss hell, [illegible] Linie stellenweise zusammengedreht [illegible] nach dem Roth hin verschoben. Wenn [illegible] zeigt sich häufig noch eine helle Linie auf [illegible] Seite. Auf den kleinen Sonnenflecken bricht

diese Linie mitunter plötzlich ab oder zeigt sich unmittelbar vor ihrem Ende kugelförmig aufgebläht; über den hellen Fackelstellen des Flecks (Brücken) fehlt sie nicht selten gänzlich oder sie erscheint in eine helle Linie umgewandelt.

Dieselben Erscheinungen zeigen sich auch an der rothen *C*-Linie *(Hα)*; da jedoch bei gleicher Druckzunahme die grünblaue *F*-Linie *(Hβ)* in Bezug auf die Ausbreitung viel empfindlicher ist als die rothe, und die genannten Veränderungen an ihr am stärksten hervortreten, so eignet sich die letztere zu den Beobachtungen dieser Art am besten.

Alle diese Erbreiterungen, Verdrehungen und Verschiebungen der *F*-Linie, wie wir sie auch bereits in § 17 kennen gelernt haben, rühren nur von einer Aenderung der Wellenlänge des grünblauen Lichtes her, welches das in Bewegung befindliche glühende Wasserstoffgas der Sonne aussendet. Die Mitte dieser Linie, wenn sie scharf begrenzt erscheint, entspricht einer Wellenlänge von 485 milliontel Millimeter; mittels Angström's Tafel des Sonnenspectrums aber ist es möglich, noch die Verschiebung dieser Linie zu messen, wenn sich die Wellenlänge nur um $^1/_{10\,000\,000}$ mm ändert, und wir können umgekehrt auch aus der gemessenen Verschiebung der *F*-Linie die entsprechende Grösse, um welche sich die Wellenlänge des grünblauen Wasserstofflichtes verlängert oder verkürzt hat, in zehnmilliontel Millimeter sofort ablesen. Erscheint die Linie *F* im Spectrum von ihrer normalen Mitte nach dem Violett hin verschoben, *Fig. 94*, an der mit 1 bezeichneten Stelle, so verkürzen sich die Wellenlängen des grünblauen Wasserstofflichtes um $^1/_{10\,000\,000}$ mm, das Licht bewegt sich also auf unser Auge zu und es findet auf der Sonne an der beobachteten, dem Mittelpunkt zugewandten Stelle *(Fig. 93, a)* ein *aufsteigender* Gas-

ausbruch statt. Die Rechnung ergiebt leicht, dass bei einer solchen Verschiebung der *F*-Linie von ihrer normalen Mitte aus bis 1 das glühende Gas eine Geschwindigkeit von 8 geographischen Meilen in der Secunde hat.

Erleidet die *F*-Linie eine gleiche Verschiebung nach links oder nach dem *Roth* hin, so *verlängern* sich die Wellenlängen des grünblauen Wasserstofflichtes; das Gas bewegt sich dann mit einer gleichen Geschwindigkeit von 8 geographischen Meilen von unserm Auge weg und der Gasstrom sinkt zur Sonnenoberfläche nieder, wie es in *Fig. 93* durch den Pfeil *n* angedeutet ist.

Eine Verschiebung der *F*-Linie von ihrer normalen Mitte aus bis zu den in *Fig. 94* mit 2 und 3 bezeichneten Stellen nach dem Violett oder dem Roth hin würde zu dem Schlusse berechtigen, dass das Wasserstoffgas mit einer Geschwindigkeit von 16 resp. 24 geographischen Meilen von der Sonne aufsteige oder zu ihr herabsinke. Aus den wirklich beobachteten Veränderungen der Wellenlänge des grünblauen Wasserstofflichtes oder den gemessenen Verschiebungen der *F*-Linie, sei sie hell oder dunkel, ergiebt sich, dass eine Geschwindigkeit der Gasströme von 4 bis 5 Meilen sehr gewöhnlich ist.

Die Beobachtung der *seitlichen* Bewegungen werden an den hellen Linien der Chromosphäre am Rande R oder R_1 der Sonne angestellt. Die Geschwindigkeiten des Wasserstoffgases sind hier weit grösser, mögen sie, wie in r_1 bei R oder in 2 bei R_1 *(Fig. 93)* auf uns zu gerichtet sein, oder wie in n_1 bei R und in 4 bei R_1 eine von uns abgekehrte Richtung haben. Die an diesen Stellen sich kundgebenden Veränderungen der Wellenlängen des grünblauen Wasserstofflichtes rühren nicht von auf- und absteigenden Gasströmungen a_1, n_1, oder 1, 3, sondern von

den seitlichen Bewegungen r_1, l_1 oder 2, 4 derselben her, und sind offenbar Anzeichen, dass der glühende Wasserstoff sich in einer drehenden oder cyklonischen Bewegung befinde.

Es muss auch hier wieder bemerkt werden, dass selbst bei der engsten Stellung des Spalts, bei welcher die Oeffnung nicht mehr als 0,05 mm beträgt, doch ein bedeutender, viele hundert Meilen umfassender Theil der Sonnenumgebung durch diese Oeffnung beobachtet werden kann.

Wenn daher ein Wirbel glühenden Wasserstoffgases von etwa 300 bis 350 geographischen Meilen Ausdehnung sich mit einer sehr grossen Geschwindigkeit in der Nähe des Sonnenrandes dreht, so kann derselbe auch durch die feinste Spaltöffnung des Telespectroskopes in seinem ganzen Umfange beobachtet werden; letzteres trennt dabei zugleich die Aetherwellen, welche auf uns zu gerichtet sind, von denjenigen, welche eine von uns abgekehrte Bewegung haben, und giebt beides durch eine entsprechende Verschiebung der *F*-Linie zu erkennen. Lockyer war einer der Ersten, die solche *Gascyklone* (*Fig. 93*, 1, 2, 3, 4) beobachteten. Wenn der Spalt auf die Mitte derselben gerichtet wurde, ergab sich eine gleichmässige Erbreiterung der *F*-Linie nach dem Roth und dem Violett hin; dem entsprechend betrug die Geschwindigkeit der Gasströmung etwa $8^1/_2$ geographische Meilen in der Secunde. Wenn dann der Spalt bald nach dem einen, bald nach dem anderen Ende (*Fig. 93*, 2, 4) des Gaswirbels hin bewegt wurde, erhielt man offenbar nach einander bald die auf uns zukommenden, bald die von uns sich entfernenden Wellen; und in der That ergab sich in jedem Falle eine Verschiebung der *F*-Linie bloss nach einer Seite hin. Wo die Verschiebung nach dem Roth hin gerichtet war, fand eine Verlängerung der Aetherwellen, also eine von der Erde sich

entfernende Gasströmung (*Fig. 93*, 4) statt; die Verschiebung oder Erbreiterung der *F*-Linie bloss nach dem Violett hin zeigte dagegen eine Verkürzung der Aetherwellen und eine Annäherung der Gasströmung (2) zur Erde hin an.

Fig. 95 zeigt einen solchen, von LOCKYER am 14. März 1869 am Sonnenrande beobachteten Drehsturm (Cyklone). Bei der ersten Stellung des Spectroskopspaltes erschien das Bild der hellen *F*-Linie *(Hβ)* in der Chromosphäre wie in 1; eine geringe Verschiebung des Spalts gab der

Fig. 95



1 2 3

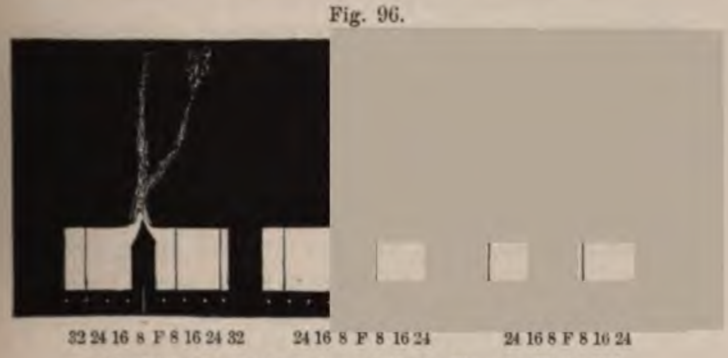
Wirbelförmige Gasbewegung auf der Sonne.

Reihe nach die Bilder 2 und 3. Es fand also eine gleichzeitige *Verschiebung* der hellen *F*-Linie nach dem Roth und dem Violett hin statt, ein Zeichen, dass sich an der beobachteten Stelle der Sonne ein Theil des Wasserstoffgases in der Richtung zur Erde hin, ein anderer Theil in der entgegengesetzten Richtung von der Erde weg zur Sonne bewegte und so die Gesammtheit des in Bewegung befindlichen Gases einen Wirbel bildete.

Die *Fig. 96* zeigt drei verschiedene Bilder derselben grünblauen *F*-Linie einer Protuberanz, welche LOCKYER am 12. Mai 1869 gleichzeitig mit der dunklen *F*-Linie im ab-

geschwächten Spectrum der Sonne in der Nähe des Mittelpunktes der Protuberanz beobachtete. In allen drei Fällen bezeichnete die zugespitzte helle Linie, welche mit der dunklen *F*-Linie der Richtung nach coincidirte, denjenigen Theil der Protuberanz oder der Chromosphäre, welcher in Ruhe war; diese Linien zeigten unzweideutig, dass das grünblaue Licht des glühenden Wasserstoffs keine Aenderung der Wellenlänge erfahren hatte, daher das Gas selbst sich weder zur Erde hin, noch sich von der Erde

Fig. 96.



Ungleiche Verschiebung der grünblauen Wasserstofflinie ($H\beta$).

weg bewegte. Die von diesen normalen Linien nach rechts oder nach dem Violett hin sich abzweigenden hellen Linien bezeichneten solche Theile der Protuberanz, welche sich mit sehr verschiedener Geschwindigkeit zur Erde hin bewegen mussten. Die grünblaue Linie des Wasserstoffgases nämlich erlitt offenbar im Spectroskope eine sehr ungleiche Verschiebung; die unteren Theile, welche der dunklen *F*-Linie zunächst lagen, erfuhren eine geringere Verschiebung und daher eine kleinere Aenderung *(Verkürzung)* der Wellenlänge als die entfernter oder höher hinauf liegenden Theile: ein Zeichen, dass das glühende Wasser-

stoffgas sich von der Sonne aus dem Auge des Beobachters näherte und zwar mit einer Geschwindigkeit, welche in den höheren und minder dichten Regionen der Sonnenumgebung grösser war als in den niedriger gelegenen.

Aus den der ANGSTRÖM'schen Spectraltafel entnommenen und durch Punkte markirten Abständen von der normalen dunklen *F*-Linie kann man die einzelnen Verschiebungen, welche die grünblaue Linie des Wasserstoffgases infolge der Bewegung erleidet, leicht erkennen und daraus die Geschwindigkeit der Bewegung bemessen. LOCKYER fand, dass die äusserste Verschiebung der hellen *F*-Linie aus einer Verkürzung der Wellenlänge herrührte, welche eine Geschwindigkeit des Gasstromes von mindestens 32 geographischen Meilen in einer Secunde in der Richtung von der Sonne zur Erde hin anzeigte.

Diese spectroskopischen Beobachtungen erhalten ein erhöhtes Interesse, wenn man sie mit den teleskopischen zusammenhält. Am 21. April 1869 beobachtete LOCKYER einen Fleck in der Nähe des Sonnenrandes. Um 7 Uhr 30 Minuten zeigte sich im Gesichtsfelde eine Protuberanz, welche in voller Thätigkeit begriffen war. Die Linien des Wasserstoffs waren äusserst glänzend, und da das Spectrum des Flecks zugleich sichtbar war, konnte man sehen, dass die Protuberanz dem Flecke vorauseilte. Die heftige Eruption hatte Metalldämpfe aus der Photosphäre in einer Menge mit sich emporgerissen, wie es vorher noch nicht beobachtet worden war. Hoch oben in der Wasserstoffflamme schwebte eine Wolke von Magnesiumdampf. Um 8½ Uhr war der Ausbruch vorüber; aber eine Stunde später begann eine neue Eruption, und eine neue Protuberanz bewegte sich mit der furchtbarsten Schnelligkeit weiter. Während dieses vor sich ging, erschienen plötz-

lich auf der nach uns zu liegenden Seite des Flecks die Wasserstofflinien als helle Linien und breiteten sich so beträchtlich aus, dass man annehmen musste, ein Wirbelsturm finde statt.

Ebenfalls am 21. April 1869 um 10 Uhr 55 Minuten wurde zu Kew die Sonne photographirt; das Bild zeigte deutlich, dass in der Nähe des von Lockyer beobachteten Flecks heftige Störungen in der Photosphäre stattgefunden hatten. Auf einer zweiten Photographie um 4 Uhr 1 Minute erschien der Sonnenrand wie weggerissen und zwar gerade an der Stelle, wo das Spectroskop Kunde eines Wirbelsturmes gegeben hatte.

Verdrehungen und Krümmungen der Wasserstofflinie $H\beta$ in den Protuberanzen werden häufig beobachtet. Vogel und Lohse in Bothkamp sahen z. B. am 5. März 1871, als eine mächtige Protuberanz ungewöhnlich rasche Veränderungen erlitt, die helle Linie so stark gekrümmt, dass sie gleichsam um die dunkle F-Linie im Sonnenspectrum geschlungen war. Die Abweichungen zu beiden Seiten dieser Linie betrugen 0,23 milliontel Millimeter Wellenlänge, was einer Geschwindigkeit des Gases von ca. 20 Meilen entspricht.

20. Nachweis der Sonnenrotation mittels des Spectroskops.

Secchi und Zöllner haben den Gedanken gehabt, aus der ungleichen Verschiebung der F- oder der C-Linie, wie sie sich an den beiden entgegengesetzten Punkten des Sonnenäquators zeigen müsste, die Rotationsgeschwindigkeit der Sonne zu bestimmen. Da ein Punkt der Sonne auf der uns zugekehrten Seite sich in der Richtung von Osten nach Westen bewegt, so werden die am östlichen Rande befind-

lichen Punkte sich dem auf der Erde befindlichen Beobachter nähern, die entgegengesetzten des Westrandes aber sich von ihm entfernen. Dabei haben die Punkte des Sonnenäquators die grösste Geschwindigkeit und zwar von 1,92 km in der Secunde. Beobachtet man nun eine Spectrallinie, z. B. *C*, des Ostrandes der Sonne, welcher sich dem Beobachter *nähert*, so wird dieselbe im Vergleich zu ihrer Lage, wenn ein Punkt am Pol der Sonnenachse oder auch bloss in der Mitte der Sonne untersucht wird, sich nach dem *Violett* hin verschoben zeigen, wogegen dieselbe Linie am Westrande der Sonne, der sich von uns entfernt, eine Verschiebung nach dem *Roth* hin erleiden wird. SECCHI hat solche entgegengesetzte Verschiebungen an der rothen *Hα*-Linie der Chromosphäre gegenüber der in dem Spectrum der Atmosphäre gleichzeitig sich zeigenden festen dunklen *C*-Linie mehrfach wahrgenommen. Diese helle Linie verschob sich nämlich nach dem Violett hin, indem sie noch einen schwarzen Faden der dunklen *C*-Linie nach dem rothen Ende zurückliess, wenn man den *eintretenden* Rand des Sonnenäquators ansah; sie verschob sich nach dem Roth hin und liess einen dunklen Faden der *C*-Linie nach dem violetten Ende zurück, wenn man den *austretenden* Rand, der sich vom Beobachter entfernte, analysirte.

ZÖLLNER schlug zu diesen überaus feinen Beobachtungen das von ihm erdachte *Reversionsspectroskop* vor. Die Einrichtung dieses Instrumentes ist folgende. Die durch einen Spalt oder eine Cylinderlinse erzeugte Lichtlinie befindet sich im Brennpunkte einer Linse, welche wie bei allen Spectroskopen die zu zerstreuenden Strahlen zunächst parallel macht. Alsdann passiren die Strahlen zwei AMICI'sche Prismensysteme à vision directe, welche dergestalt neben einander befestigt sind, dass die wage-

recht liegenden brechenden Kanten auf entgegengesetzten Seiten sich befinden und jedes die eine Hälfte des aus dem Collimatorobjective tretenden Strahlenbündels hindurchlässt, folglich die gesammte Strahlenmasse in zwei Spectra von entgegengesetzter Richtung zerlegt wird. Das Objectiv des Beobachtungsfernrohres, welches die Strahlen wieder zu einem Bilde vereinigt, ist senkrecht zu den horizontal liegenden brechenden Kanten der Prismen zerschnitten, und jede der beiden Hälften lässt sich sowohl parallel der Schnittlinie als auch senkrecht zu derselben mikrometrisch bewegen. Hierdurch ist man im Stande, sowohl die Linien des einen Spectrums nach und nach mit denen des andern zur Coincidenz zu bringen, als auch die beiden Spectra nach Willkür unmittelbar *neben einander* zu lagern, so dass sich das eine wie ein Nonius neben dem andern verschiebt, oder endlich auch sie theilweise *über einander* zu bringen. Durch diese Construction ist nicht allein das empfindliche Princip der doppelten Bilder zur Bestimmung irgend welcher Lagenveränderung der Spectrallinien verwerthet, sondern *jede solche Veränderung ist auch verdoppelt*, indem sich der Einfluss derselben bei jedem Spectrum im entgegengesetzten Sinne äussert.

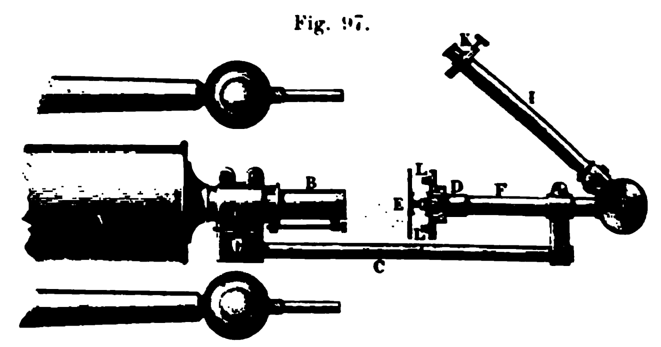
Zöllner konnte mit dem Reversionsspectroskope den Abstand der beiden *D*-Linien im Sonnenspectrum mit einem wahrscheinlichen Fehler von nur $^1/_{226}$ dieser Grösse genau bestimmen.

Mittels des Zöllner'schen Instrumentes hat H. C. Vogel im Juni 1871 an mehreren Tagen eine unzweifelhafte Verschiebung der *F*-Linie und einer benachbarten feinen Linie wahrgenommen und zwar stets im Sinne der Rotation der Sonne. Dieselbe ist durch diese Versuche unzweifelhaft erkannt, doch sind noch feinere Messungen erforderlich,

um auch die Grösse der Bewegung mit Schärfe zu ermitteln.

Langley's Apparat, um die Spectra entgegengesetzter Punkte des Sonnenrandes unmittelbar mit einander zu vergleichen, ist folgender. *A (Fig. 97)* ist das Ocularende eines Aequatorials, an welchem die verschiebbare Röhre *B* befestigt ist, welche nach Bedürfniss eine Projectionslinse tragen kann, während durch den Arm *CC* das Spectroskop mit dem Fernrohre in Verbindung steht. Die Licht-

Fig. 97.

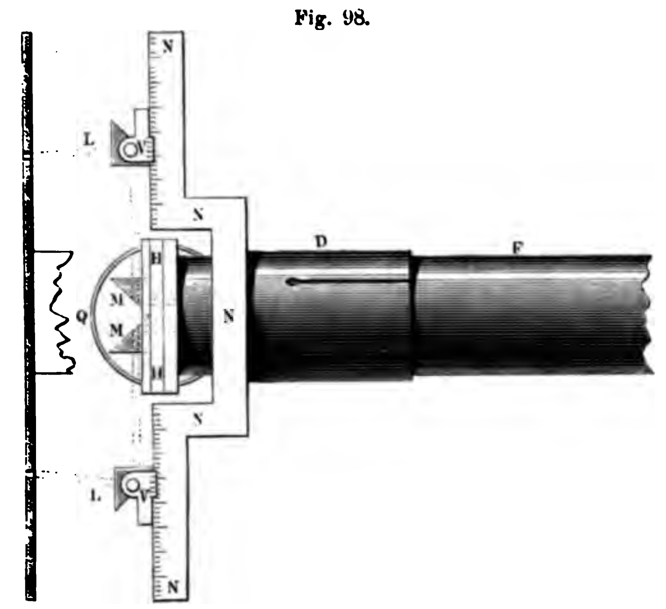


[illegible] Apparat zur Vergleichung der Spectra entgegengesetzter Punkte des Sonnenrandes.

strahlen fallen nach ihrem Durchgange durch das Fernrohr *A* auf den Schirm *E* und erzeugen hier ein Sonnenbild von hinreichender Schärfe, um mit Sicherheit Strahlen von irgend einem beliebigen Theile der Sonne untersuchen zu können. Die zu untersuchenden Strahlen gelangen weiter zu zwei total reflectirenden Prismen *LL*. Dieser Theil des Instrumentes ist in *Fig. 98* vergrössert dargestellt und man erkennt hier, dass die beiden Prismen auf einem Rahmen *NN* messbar verschoben werden können. *F* ist das Collimatorrohr und *MM* sind wiederum zwei total reflectirende Prismen, deren Basis nahe der Ebene des Spaltes

sich befindet. *Fig. 99* zeigt diesen Theil des Instrumentes in senkrechter Ansicht; *ss* ist der Spalt, und die beiden Prismen *MM* können in der Richtung des Spalts gemeinsam verschoben werden. *D (Figg. 97* und *98)* ist eine Hülse, die auf dem Collimatorrohre *F* verschiebbar und um ihre Achse drehbar ist, wodurch also gleichzeitig der

Fig. 98.



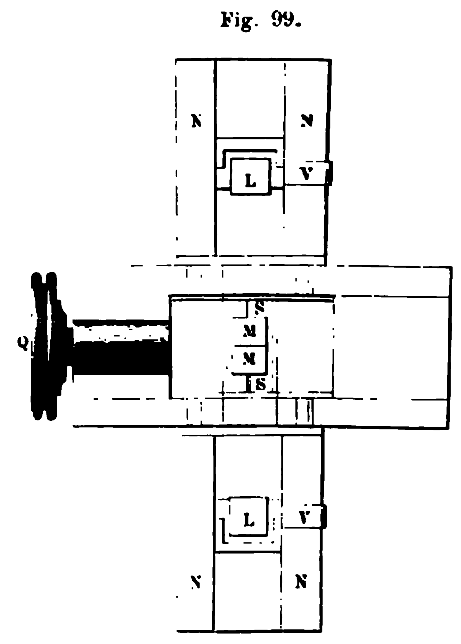
Die Prismen des Langley'schen Apparates.

Rahmen *NN* mit bewegt wird. Die cylindrische Linse *G* trägt ein Diffractionsgitter (s. Bd. I, § 37); *HI* ist das Beobachtungsfernrohr mit dem Mikrometer *K*.

Die Wirkung dieses Instrumentes ist leicht verständlich. Dasselbe wird gegen die Sonne gerichtet und der Spalt möge in diejenige Position gebracht sein, dass das Gitterspectrum *A (Fig. 100)* durch Licht vom Nordpole der Sonne,

das Spectrum *B* durch Licht vom Sonnensüdpole entsteht. In diesem Falle erkennt man ein von dunklen Linien durchzogenes Spectrum (*Fig. 100*, I), in welchem beispielsweise bei genügender Dispersion des Lichtes durch das Gitter zwischen den beiden *D*-Linien noch zwei feine Linien, die Nickellinie

Fig. 99.

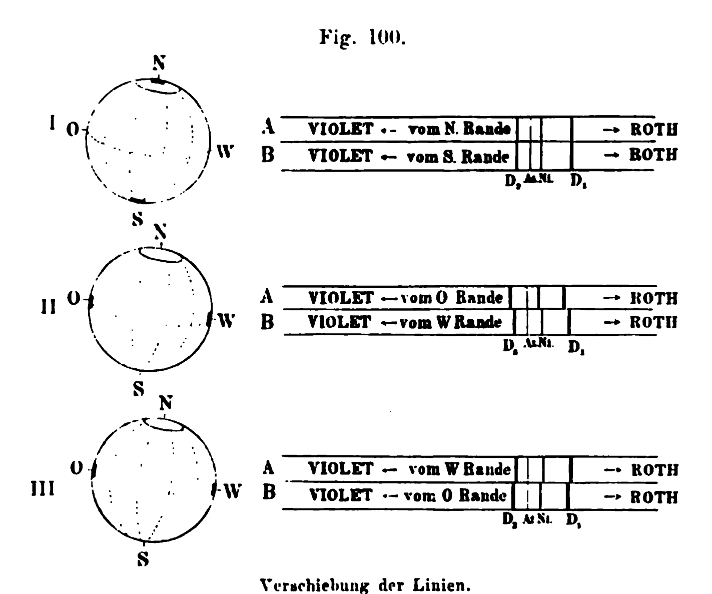


Der Spalt mit den Prismen.

und eine atmosphärische Linie erscheinen. Das Spectrum ist ausserdem durch eine feine nebelige Linie in zwei genau correspondirende Theile getrennt und besteht in Wirklichkeit aus zwei Spectren vom Nord- und Südpol der Sonne, deren Licht aber in Bezug auf Brechbarkeit identisch ist. Eine Verschiebung der Linien im Apparat findet jetzt nicht statt. Dreht man nun den Apparat um die Achse des Colli-

mators um 90° herum, so dass das Spectrum *A* von Licht des auf den Beobachter zukommenden östlichen Theils der Sonne in der Nähe ihres Randes gespeist wird, während *B* das Licht der zurückweichenden westlichen Randtheile erhält, so erkennt man sofort eine Veränderung im Spectrum. Die *D*-Linien und ebenso die Nickellinie im Spec-

Fig. 100.



Verschiebung der Linien.

trum *A* erscheinen gegen Violett verschoben und nur die atmosphärische Linie erscheint gerade wie vorher (*Fig. 100*, II). Eine weitere Drehung des Instrumentes um 90° bringt wieder alle Linien zum Zusammenfallen. Dreht man jetzt nochmals um 90°, so erscheint abermals eine Verschiebung (*Fig. 100*, III), aber jetzt sind die Linien D_1, D_2 etc. des Spectrums *A (Fig. 100)* mit Ausnahme der atmosphärischen Linie gegen Roth hin verschoben. Die atmo-

... Verschiebung der Linien ...
... zu trennen. Auf ...
... sehr starkes Zerstreuungs- ...
... und die Verschiebung der Linien ...
... Das Beugungsgitter ...
... hatte 8640 Linien auf ...
... zwischen dem Gitter ...
... Der ganze ...
... Spectroskop an einem ...
... befestigt. Sowohl das ...
... Collimator hatte feste Lage ...
... verschiedenen Ordnungen wurden ...
... um die Zerstreuungsebene in ...
... Zu den Messungen wurden die ...
... und die Linien 1468, 1467 und ...
... Der Spalt wurde dabei zuerst ...
... wenn er den Ostrand der Sonne ...
... Rectascension den Westrand an ...
... Beobachtungen lieferten eine Ge- ...
... welche etwas grösser ist ...
... Ein ähnliches Resultat hatte auch ...
... Young ... dass diese Uebereinstim- ...
... Ursache deute und die Sonnen- ...
... weise nach vorwärts bewege über ...
... der Sonnenoberfläche. Die Thatsache ...
... keineswegs sicher und es dürfte deshalb ...
... der Zeit sein, Erklärungen dafür zu geben.

21. Die Absorption der Sonnenatmosphäre für die Strahlen verschiedener Brechbarkeit.

Nachdem schon andere Astronomen, insbesondere SECCHI,* durch entscheidende Untersuchungen nachgewiesen haben, dass die Sonne eine Atmosphäre besitzt, welche auf die von ihr ausgehenden Strahlen absorbirend wirkt, und den Betrag dieser Absorption an Wärme, Licht und chemischen Strahlen ermittelt haben, hat Professor H. C. VOGEL das von ihm umgeänderte GLAN'sche Spectralphotometer (Bd. I, S. 391 u. flgd.) benutzt, um die Absorption der verschiedenen Farbenstrahlen in der Sonnenatmosphäre zu studiren. Der Apparat wurde zu diesem Zwecke an dem neunzolligen Refractor der Berliner Sternwarte angebracht und so gestellt, dass der Spalt genau in den Brennpunkt des Objectivs zu stehen kam. Während nun das Fernrohr mittels des Uhrwerks fortgeführt wird, kann man durch Bewegung in Declination beliebige Theile des Brennpunktbildes auf den Spalt bringen. Schwierigkeit verursachte es bei der Sonnenbeobachtung, eine Lichtquelle zur Vergleichung zu beschaffen, die auch nur annähernd mit der Intensität des Lichtes einzelner Theile des Brennpunktbildes der Sonne zu vergleichen wäre.

Endlich kam VOGEL auf die Idee, die Sonne selbst dazu zu verwenden. Zu diesem Zwecke brachte er mit dem Apparate einen beweglichen Spiegel in Verbindung, welcher an einem Messingarm von etwa 40 cm Länge sich befand, damit der Schatten des Fernrohrs den Spiegel

---

* Ausführliches über SECCHI's Arbeiten siehe „Die Sonne", S. 185 u. flgd. (Braunschweig, George Westermann).

nicht verdeckte. Auf diese Weise konnte mit Hülfe des Spiegels das Sonnenlicht ungestört auf das Vergleichsprisma gelangen.

VOGEL hat nun mit diesem Apparate für möglichst homogenes Licht der verschiedensten Wellenlängen die Abnahme der Intensität, also die Grösse der Absorption, in der Richtung von der Mitte nach dem Rande der Sonnenscheibe bestimmt. Aus den Einzelergebnissen wurden dann durch graphische Ausgleichung zunächst diejenigen Curven abgeleitet, welche sich den Beobachtungen möglichst nahe anschliessen und die Abnahme der Intensität von der Mitte nach dem Rande der Sonne darstellen. Die Genauigkeit der Beobachtungen findet sich durchschnittlich geringer als bei den Beobachtungen an irdischen Lichtquellen; es ist dies, wie VOGEL hervorhebt, bedingt einmal durch partielle Trübungen des Himmels, die sich der gewöhnlichen Beobachtung entziehen, weil sie zu gering sind, bei feinen photometrischen Messungen aber sehr merklich werden können, anderntheils durch die Unruhe der Luft, die bei den vorliegenden Beobachtungen, besonders wenn man in der Nähe des Sonnenrandes, wo die Intensitäten sich so schnell verändern, beobachtet, einen sehr starken Einfluss auf die Genauigkeit ausüben kann.

In der folgenden von VOGEL gegebenen Zusammenstellung, in welcher der Sonnenradius in 100 gleiche Theile getheilt ist, erkennt man leicht die grosse Verschiedenheit der Intensitätsabnahme für die verschiedenen Farben, und es ist durch die Beobachtungen unzweifelhaft dargethan, dass die Absorption der Sonnenatmosphäre mit der Brechbarkeit der Strahlen oder der Abnahme ihrer Wellenlänge wächst.

Entfernung von der Mitte der Sonnenscheibe	Violett 412 } 405 } milliontel Millimeter	Dunkelblau 446 } 440 } milliontel Millimeter	Blau 473 } 467 } milliontel Millimeter	Grün 515 } 510 } milliontel Millimeter	Gelb 585 } 573 } milliontel Millimeter	Roth 658 } 666 } milliontel Millimeter
0	100,0	100,0	100,0	100,0	100,0	100,0
5	99,9	99,9	99,9	99,9	99,9	100,0
10	99,6	99,7	99,7	99,7	99,8	99,9
15	99,2	99,3	99,3	99,3	99,5	99,7
20	98,5	98,7	98,8	98,7	99,2	99,5
25	97,5	97,8	98,1	97,9	98,8	99,3
30	96,3	96,8	97,2	96,9	98,2	98,9
35	95,0	95,6	96,1	95,7	97,5	98,5
40	93,4	94,1	94,7	94,3	96,7	98,0
45	91,2	92,2	93,1	92,6	95,7	97,4
50	88,7	90,2	91,3	90,7	94,5	96,7
55	85,7	87,8	89,3	88,6	92,9	95,9
60	82,4	84,9	87,0	86,2	90,9	94,8
65	78,7	81,7	84,2	83,4	88,0	93,2
70	74,4	77,8	80,8	80,0	84,5	91,0
75	69,4	73,0	76,7	75,9	80,1	88,1
80	63,7	67,0	71,7	70,9	74,6	84,3
85	56,7	59,6	65,5	64,7	67,7	79,0
90	47,7	50,2	57,6	56,6	59,0	71,0
95	34,7	35,0	45,6	44,0	46,0	58,0
100	13,0	14,0	16,0	16,0	25,0	30,0

Vogel hat ferner versucht, unter der Voraussetzung, dass die Abnahme des Lichtes von der Mitte nach dem Rande der Sonnenscheibe die Folge einer absorbirenden, die Sonne umgebenden Gashülle ist, die Beobachtungen durch einen mathematischen Ausdruck darzustellen. Den Weg dazu hatte schon Laplace angegeben, welcher die Bouguer'schen Beobachtungen dazu benutzte, die Absorption, welche die Atmosphäre der Sonne ausübt, sowie die Helligkeit zu berechnen, welche die Sonne ohne Atmosphäre haben würde.

Nimmt man, was sehr nahe richtig sein wird, an, dass die Sonne ohne Atmosphäre als Scheibe von überall gleicher Helligkeit erscheinen würde, so nimmt die von LAPLACE gegebene Formel eine sehr einfache Gestalt an und liefert eine befriedigende Uebereinstimmung mit den Beobachtungen VOGEL's.

Für Gelb stimmt die berechnete Curve vollkommen innerhalb der zulässigen Grenzen mit der aus den Beobachtungen abgeleiteten überein, dagegen fallen die berechneten Curven für Grün, Blau und Violett schneller, die Curve für Roth langsamer ab als die beobachteten. „Ich glaube," sagt VOGEL, „man muss diese Abweichungen nicht als zufällige ansehen, sondern muss ihnen eine gewisse Realität zuschreiben und dürfte die einfachste Hypothese zur Erklärung derselben wohl die sein, anzunehmen, dass die Intensität der von der Sonnenoberfläche ausgesandten Strahlen nicht nur eine Function des Emanationswinkels, sondern gleichzeitig der Wellenlänge sei und dass die Sonne ohne Atmosphäre für die brechbareren Strahlen als eine Scheibe erscheinen würde, die am Rande etwas weniger hell als in der Mitte, für die Strahlen mittlerer Brechbarkeit vollkommen gleich hell und für die weniger brechbaren Strahlen am Rande etwas heller als in der Mitte wäre. Unter diesen Annahmen würden sich die berechneten und die aus den Beobachtungen abgeleiteten Curven besser anschliessen. Vielleicht gelingt es auch an glühenden Metallkugeln ähnliche Beobachtungen anzustellen, wenn die Beobachtungsmethoden nur genügend verfeinert werden."

Berechnet man nach der LAPLACE'schen Formel unter Benutzung der von VOGEL gegebenen Beobachtungsdaten die Intensität in der Mitte der Sonnenscheibe,

so ergeben sich für die verschiedenen Farben folgende Werthe:

Violett	Dunkelblau	Blau	Grün	Gelb	Roth
0,481	0,534	0,577	0,557	0,666	0,794

d. h. das Licht, welches von einem Punkte in der Mitte der Scheibe ausgeht, ist durch die Extinction in der Atmosphäre auf die hier angegebene Grösse reducirt. In Anbetracht der enormen Dimensionen, welche die Chromosphäre hat, ist diese Extinction sehr gering. Eine Luftsäule von 0° Temperatur, 0,76 m Druck und 55 km Höhe reducirt die durchgehende Lichtmenge 1 auf 0,25, die Chromosphäre zu 3″ bis 4″, d. i. 2200 bis 3000 km Höhe angenommen, bringt jedoch erst eine Reduction auf durchschnittlich 0,5 hervor.

„Es dürfte," bemerkt Vogel, „nicht uninteressant sein, noch die Frage zu erörtern, wie hell uns die Sonne ohne Atmosphäre erscheinen würde. Man könnte zu dem gewünschten Resultate durch Integration des die Beobachtungen ziemlich gut darstellenden mathematischen Ausdruckes gelangen, es ist aber einfacher, eine Eintheilung der Sonnenscheibe in concentrische Zonen vorzunehmen, die Flächen der Zonen mit der aus den Beobachtungen zu entnehmenden Intensität zu multipliciren und diese einzelnen Producte zu summiren.

Eine derartige Rechnung, bei welcher die Breite der Zonen zu 0,05 angenommen worden ist (Radius der Sonne = 1), giebt 2,17 für Violett, 2,65 für Roth. Unter der früher gemachten Annahme, dass die Sonne ohne Atmosphäre in allen Punkten gleich hell sein würde, findet Vogel für die Intensität der Scheibe ohne Atmosphäre 6,45 für Violett, 3,96 für Roth. Die Sonne würde demnach ohne Atmosphäre uns für violettes Licht $\frac{6,54}{2,17} = 3,01$ mal

heller, für rothes Licht nur $\frac{3,96}{2,65} = 1,49$ mal heller erscheinen."

Endlich hebt Prof. VOGEL noch hervor, dass es wichtig sein dürfte, die Beobachtungen über die Absorption der Sonnenatmosphäre, die zur Zeit des Sonnenflecken-Minimums angestellt worden sind, in demselben Umfange auch zur Zeit des Maximums zu wiederholen, indem es doch sehr wahrscheinlich sein dürfte, dass die Gesammtabsorption eine andere als die angegebene ist, da die Temperatur der Atmosphäre durch die enormen Ausbrüche glühenden Wasserstoffgases aus dem Sonneninnern jedenfalls erhöht wird und damit ihre absorbirende Wirkung sich ändert. Es sei ferner empfehlenswerth, bei besonders günstigem Luftzustande die Beobachtungen vielleicht nur für eine Farbe mit der allergrössten Sorgfalt und über noch mehr Punkte des Sonnenradius sich erstreckend, durchzuführen, um feinere Unterschiede zwischen einzelnen Zonen der nördlichen und südlichen Hemisphäre der Sonne, die in den jetzt vorliegenden Beobachtungen angedeutet scheinen, mit Sicherheit zu ermitteln. Die Helligkeitsunterschiede zwischen Flecken, Penumbren und Sonnenoberfläche lassen sich selbstverständlich mit dem Spectralphotometer mit grosser Sicherheit bestimmen.

Zweite Abtheilung.

Sternspectroskope und Anwendung der Spectralanalyse auf den Mond und die Planeten.

22. Sternspectroskope.

Schon FRAUNHOFER und nach ihm LAMONT, DONATI, BREWSTER, STOKES, GLADSTONE u. A. hatten sich mit der Untersuchung der Spectra einiger Fixsterne und Planeten beschäftigt; aber ihre Arbeiten erstreckten sich meist nur auf die Lage der dunklen Linien, die sich in ihrem Spectrum vorfanden, und auf ihre Beziehung zu den FRAUNHOFER'schen Linien des Sonnenspectrums, ohne die Natur derselben und ihren Zusammenhang mit der stofflichen Zusammensetzung der Weltkörper zu enthüllen. Erst mit der KIRCHHOFF'schen Theorie der FRAUNHOFER-schen Linien (1859) beginnt zugleich die Spectralanalyse der Himmelskörper, der *Sonne*, der *Planeten*, der *Fixsterne*, der *Nebelflecke* und *Sternhaufen*, der *Kometen* und der *Meteore*.

Wenn man bedenkt, dass das Licht der Sterne, Nebelflecke und Kometen sehr schwach ist, so wird man die Schwierigkeiten nicht unterschätzen, welche mit den spectralanalytischen Untersuchungen dieser Gestirne verbunden sind, und das Verdienst um so höher anschlagen, welches sich Männer wie P. SECCHI, W. HUGGINS, ALLAN MILLER, D'ARREST, H. DRAPER, VOGEL u. A. erworben haben.

Dass auch die besten Spectroskope, wie sie zu spectralanalytischen Untersuchungen irdischer Stoffe construirt werden, zur Analyse des von den Sternen kommenden Lichtes nicht geeignet sind, liegt auf der Hand. In allen Fällen, wo die Abstände der Linien im Sternspectrum gemessen oder deren Lagen mit den Spectrallinien irdischer Stoffe verglichen werden sollen, muss das Instrument mit einem *Aequatorial* verbunden werden, welches sich mit gleicher Geschwindigkeit wie die Erde, aber in einer entgegengesetzten Richtung dreht und es bewirkt, dass ein Stern, auf welchen das Rohr einmal eingestellt worden ist, während der Beobachtung stets im Gesichtsfelde bleibt. Die Drehung eines solchen Rohres wird in der Regel durch ein Uhrwerk bewirkt.

Das Bild eines Fixsterns im Fernrohr ist bekanntlich ein *Punkt;* das Spectrum eines Punktes aber ist linienförmig ohne Ausdehnung in die Breite und daher zur Beobachtung nicht geeignet. Um von einem leuchtenden Punkte ein mehr oder weniger breites Spectrum zu erhalten, kann man entweder den Punkt zuerst in eine kurze Lichtlinie verwandeln, durch Anwendung einer geeigneten Cylinderlinse, deren Achse senkrecht zur brechenden Kante des Prismas gestellt wird, und dann das Licht dieser Linie, welche nun die Stelle des Spaltes vertritt, durch das Prisma analysiren; oder man kann von dem Lichtpunkte zuerst ein Linienspectrum erzeugen und dann letzteres vermittels der Cylinderlinse nach der Breite ausdehnen.

Dass ausserdem wegen der geringen Lichtstärke des Sterns die Dispersionskraft des Spectroskops im Allgemeinen nicht gross sein darf, letzteres also nur wenige Prismen erhalten wird, versteht sich von selbst.

Endlich müssen passende Vorkehrungen getroffen

werden, dass man in der nächsten Nähe des Spectroskops nach den bekannten Methoden irdische Stoffe glühen und verflüchtigen und das Licht, welches ihre Dämpfe ausstrahlen, behufs spectralanalytischer Vergleichung mit dem Sternspectrum durch ein kleines, die Hälfte des Spalts bedeckendes Vergleichsprisma in das Spectroskop werfen kann.

Nach diesen allgemeinen Andeutungen wird es nun leicht sein, die Einrichtung der Sternspectroskope zu verstehen und sie praktisch zu handhaben.

Das erste Sternspectroskop wurde 1823 von FRAUNHOFER construirt. Zur Beobachtung der Spectra *der Fixsterne* und zugleich zur Bestimmung der Brechbarkeit ihres Lichtes verfertigte er ein grosses Instrument mit einem Fernrohre von $11^1/_2$ cm Oeffnung des Objectivs und verband damit ein Flintglas-Prisma, welches einen Winkel von 37° 60′ und denselben Durchmesser als das Objectiv besass. Der Winkel, welchen der einfallende Strahl mit dem ausfahrenden an diesem Prisma machte, war ungefähr 26°. FRAUNHOFER stellte dieses Prisma vor das Objectiv des Fernrohres, so dass letzteres ausschliesslich als Beobachtungsfernrohr des bereits gebildeten Spectrums diente. Diese Methode wurde von den späteren Beobachtern verlassen, welche alle nach dem Vorgange von LAMONT (1838) das Licht des Sterns unverändert durch das Objectiv des Fernrohres hindurchgehen liessen und das optische Bild desselben entweder durch das Prisma allein oder in Verbindung mit einem besonderen kleinen Beobachtungsrohre von der Stelle des Oculars aus analysirten.

In der neueren Zeit sind P. SECCHI und RESPIGHI in Rom wieder zu der Methode FRAUNHOFER's zurückgekehrt und haben die grossen Refractoren ihrer Sternwarten mit *Objectiv-Spectralapparaten* von MERZ in München versehen.

Fig. 101 zeigt denselben vollständig montirt, um auf das Objectiv des Refractors aufgesteckt zu werden; *Fig. 102* zeigt das Lager des Prismas und *Fig. 103* das Prisma selbst aus dem Lager herausgenommen und bei Seite gelegt. Das Prisma P sitzt, um eine wagerechte Achse drehbar, in einem Ringe, welcher mit zwei seitlichen Zapfen $a\,a_1$

Fig. 101.

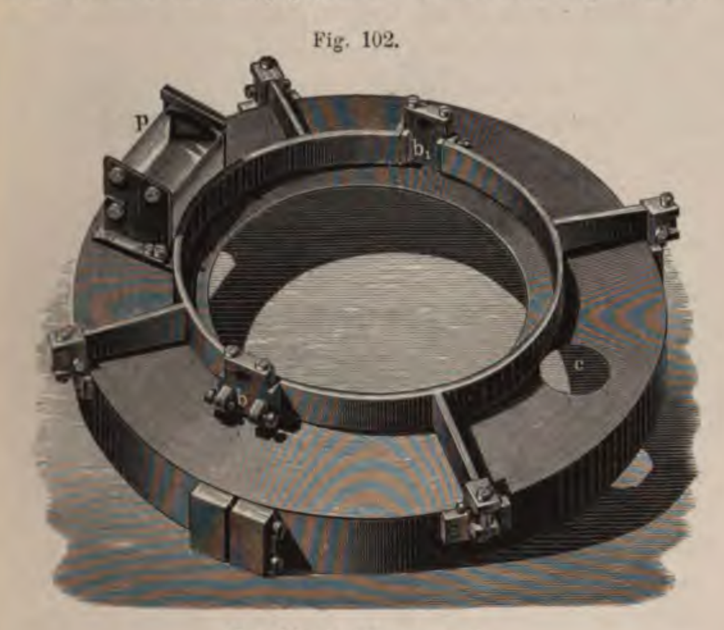


Merz' Objectiv-Spectralapparat.

zwischen den Schrauben $b\,b_1$ in einen zweiten Ring eingespannt werden kann. Letzterer Ring lässt sich um die Kapsel, mit welcher der ganze Apparat auf die Objectivfassung gesteckt wird, rund herum führen, wodurch es ermöglicht ist, dem Prisma selbst jede beliebige Stellung und Neigung zu dem Objectiv und zu der Achse des Fernrohrs zu geben. Da das Prisma die auf das Objectiv einfallenden Strahlen ablenkt, so kann die Achse des Fern-

rohrs bei der Beobachtung nicht direct auf den zu untersuchenden Stern gerichtet werden. Um daher das Einstellen des Instruments auf einen Stern zu erleichtern, hat die Kapsel, welche den Prismenring trägt, bei *c* eine Oeffnung, durch welche man direct nach dem Stern hinsehen kann; dieser Oeffnung gegenüber ist auf der Kapsel noch

Fig. 102.



Merz' Objectiv-Spectralapparat.

ein achromatisches Prismensystem *p* von gleicher Ablenkung, wie sie das Prisma *P* besitzt, angebracht, welches das Einstellen eines Sterns wesentlich erleichtert. Der brechende Winkel des Prismas beträgt 12°; es ist aus dem reinsten farblosen Flintglase angefertigt; seine Oeffnung misst 6 Pariser Zoll und die Fassung ist, wie die Figuren zeigen, mit allen nöthigen Correctionsvorrichtungen ausgestattet.

Trotzdem dieses Prisma die Objectiv-Oeffnung des Refractors sehr reducirt, übertrifft die Helligkeit bei weitem die des Refractors bei voller Oeffnung von 9 Zoll, wenn dabei ein Ocularspectroskop à vision directe benutzt wird; die Dispersion ist nach Secchi mindestens die sechsfache auch des mächtigsten Ocularapparates.

Merz hat ferner das Objectivprisma durch Combination eines Crown- und eines Flintglasprismas für die Ablenkung corrigirt und dasselbe dadurch für die Beobachtung à vision directe geeignet gemacht. Dass die Lichtstärke des Pris-

Fig. 103.



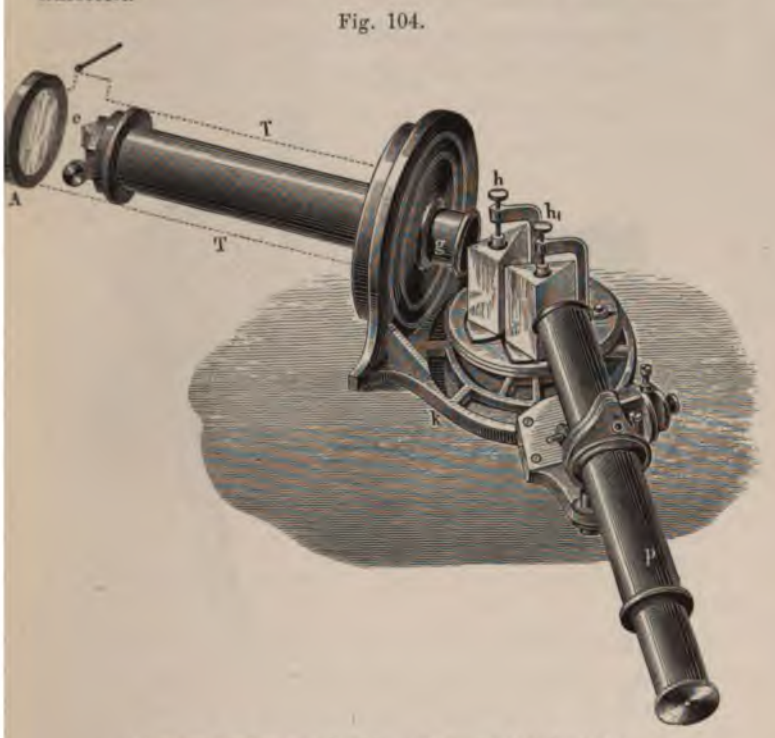
Merz' Objectiv-Prisma.

mas durch eine solche Combination eine kleine Einbusse erleidet, ist nicht zu vermeiden. Bei einem solchen für das Observatorium des Wirkl. Geheimen Rathes L. Camphausen zu *Rüngsdorf* angefertigten Objectivspectroskop ist der brechende Winkel bei dem Crownglasprisma 36°, bei dem Flintglasprisma 25°; der mittlere Brechungsexponent bei dem Crownglase 1,5283, bei dem Flintglase 1,7610.

Bei der Anwendung eines *Ocularspectroskops*, welches das optische Bild eines Sterns, also bei den Fixsternen einen Lichtpunkt von der Stelle des Oculars aus durch ein Prismensystem analysirt, kann man jede der beiden

oben angegebenen Methoden, vermittels einer Cylinderlinse das Linienspectrum des Punktes zu erbreitern, anwenden, und es ist im Allgemeinen gleichgültig, ob man diese Linse vor den Spalt und die Prismen oder hinter die letzteren aufstellt.

Fig. 104.



Sternspectroskop von Huggins. (Perspectivische Ansicht.)

Das von John Browning construirte Sternspectroskop, mit welchem Huggins seine ersten Beobachtungen anstellte, ist in den *Figg. 104, 105* und *106* abgebildet. Von dem parallaktisch montirten Teleskope ist in der Zeichnung nur der äussere Tubus TT am Ocular zu sehen;

alle übrigen Theile sind weggelassen. Das Spectroskop wird an das Ocularende TT des Rohres, eines Refractors, befestigt und durch das Uhrwerk mit diesem in Bewegung gesetzt.

In dem Aequatorialtubus TT lässt sich ein Rohr B mit einer planconvexen Cylinderlinse A von 1 Zoll Oeff-

Fig. 105.

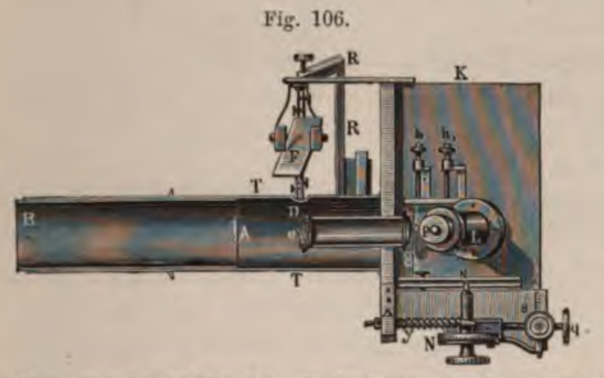


Sternspectroskop von Huggins. (Horizontaler Durchschnitt.)

nung und 14 Zoll Brennweite auf- und abschieben; letztere wird in den Gang der von dem Objectivglas kommenden, convergirenden Strahlen so eingestellt, dass die Achse der Cylinderfläche zu dem Spalte D des Spectroskops senkrecht steht und sich ein hinlänglich breites Spectrum der Lichtlinie bildet; der Spalt D befindet sich genau im Brennpunkte des Objectivglases des Teleskops. Hinter dem

Spalte befindet sich, wie gewöhnlich, die Collimatorlinse g, welche die Strahlen parallel auf das Prisma zu werfen hat. Die Linse ist achromatisch und hat bei 4,7 Zoll Brennweite eine Oeffnung von $^1/_2$ Zoll. Bei diesem Verhältnisse fängt die Linse g alles Licht auf, welches von dem linearen Bilde des Sterns, wenn dasselbe genau zwischen die beiden Ränder des Spalts gebracht worden ist, divergirend ausgeht. Die aus der Linse g parallel austretenden Lichtstrahlen gehen durch zwei Prismen h, h_1 von schwerem

Fig. 106.



Sternspectroskop von Huggins. (Theilweise verticaler Durchschnitt.)

Flintglase und 60° Brechungswinkel, werden dadurch zerlegt und bilden ein Spectrum, welches mittels eines kleinen, achromatischen Beobachtungsrohres p betrachtet wird. Um die Abstände der einzelnen Linien im Spectrum messen zu können, lässt sich das Fernrohr p mittels einer feinen Mikrometerschraube qy um einen Zapfen drehen.

Das Objectiv dieses Beobachtungsrohres hat 0,8 Zoll Oeffnung und 6,75 Zoll Brennweite; das gewöhnlich angewandte Ocular giebt eine 5,7fache Vergrösserung; die Mikrometerschraube ist so eingerichtet, dass man nahe

$^{1}/_{1800}$ des Intervalls zwischen den beiden Linien *A* und *H* des Sonnenspectrums mit Sicherheit messen kann.

Das Licht der *irdischen* Stoffe, deren Spectra mit dem eines Sterns verglichen werden sollen, wird auf folgende Weise in das Spectroskop gebracht.

Die eine Hälfte des Spalts *D* ist mit einem kleinen Vergleichsprisma *e* bedeckt; diesem gegenüber ist ein Spiegel *F (Fig. 106)* an einem mit dem Aequatorial *TT* verbundenen Rahmen *R* so befestigt, dass man ihn leicht nach allen Seiten drehen kann. Er empfängt das Licht der im Inductionsfunken glühenden Substanzen, die von einer auf gehärtetem Kautschuk sitzenden Klemme in der richtigen Lage gehalten werden, und reflectirt es durch eine im Tubus *TT* angebrachte seitliche Oeffnung in das Innere des Rohrs gerade auf das Vergleichsprisma *e*. Während daher das Licht des Sterns durch die eine Hälfte des Spalts dringt, geht das der irdischen Stoffe durch die andere Hälfte, und es entstehen im Fernrohre *p* gleichzeitig zwei Spectra so über einander, dass man das Coincidiren oder die gegenseitige Lage der dunklen Linien des Sterns und der hellen Linien des irdischen Stoffes genau beobachten kann.

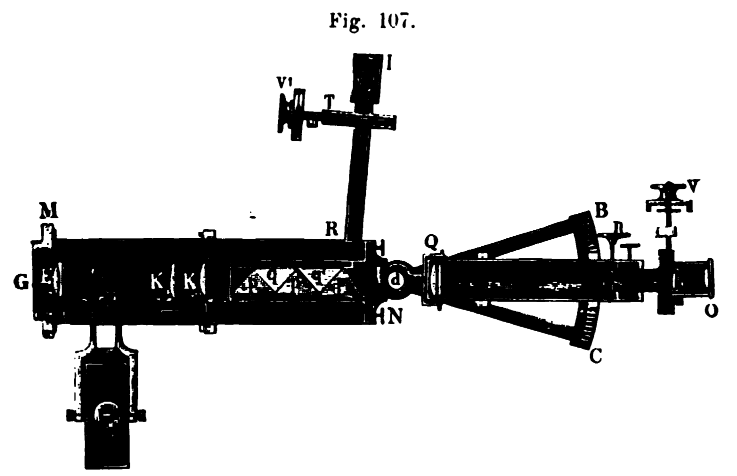
Secchi bediente sich bei seinen Untersuchungen über die Sternspectra vorzugsweise eines einfachen Spectroskops *à vision directe*, weil ein Winkelspectroskop während der Bewegung des Aequatorials, mit welchem es verbunden ist, leicht das Gleichgewicht des ganzen Systems stört und es dann nicht mehr dem Gange des Uhrwerks ruhig und sicher folgt.

In *Fig. 107* ist das Secchi'sche Spectroskop ohne das Aequatorial abgebildet. *MN* ist das Hauptrohr, welches bei *M* ein Schraubengewinde hat, mit welchem es in das

offene Ocularrohr G des Aequatorials eingeschraubt wird. Mit diesem Rohre ist ein dreieckiger Arm QBC fest verbunden, auf dessen eingetheiltem Kreisbogen CB sich das Fernrohr QO mit Hülfe einer feinen Mikrometerschraube n behufs Messung der Spectrallinien um den Zapfen d drehen lässt.

E ist eine achromatische Cylinderlinse, die sich mit ihrer Achse senkrecht oder parallel zum Spalt stellen lässt;

Fig. 107.



Sternspectroskop von P. Secchi.

e der Spalt selbst und s ein kleines unter 45° gegen den Spalt geneigtes Spiegelchen, dessen obere Hälfte unbelegt ist und das Licht des Sterns unbehindert durchlässt, dessen andere Hälfte aber spiegelnd wirkt und das Licht der seitwärts bei L entstehenden elektrischen Funken und der darin glühenden Stoffe nach der unteren Spalthälfte reflectirt.

KK sind zwei achromatische Linsen, die, weil ihr combinirter Brennpunkt im Spalte liegt, als Collimatoren

wirken und die von dem Spalte ausgehenden Lichtstrahlen in paralleler Richtung auf das Prismensystem werfen.

p q p′ q′ p″ sind fünf Janssen-Hofmann'sche Prismen à vision directe, welche die prismatischen Strahlen in der Richtung *Gd* in das Beobachtungsrohr *QO* werfen, so dass die Achse des Aequatorials direct auf den Stern gerichtet werden kann.

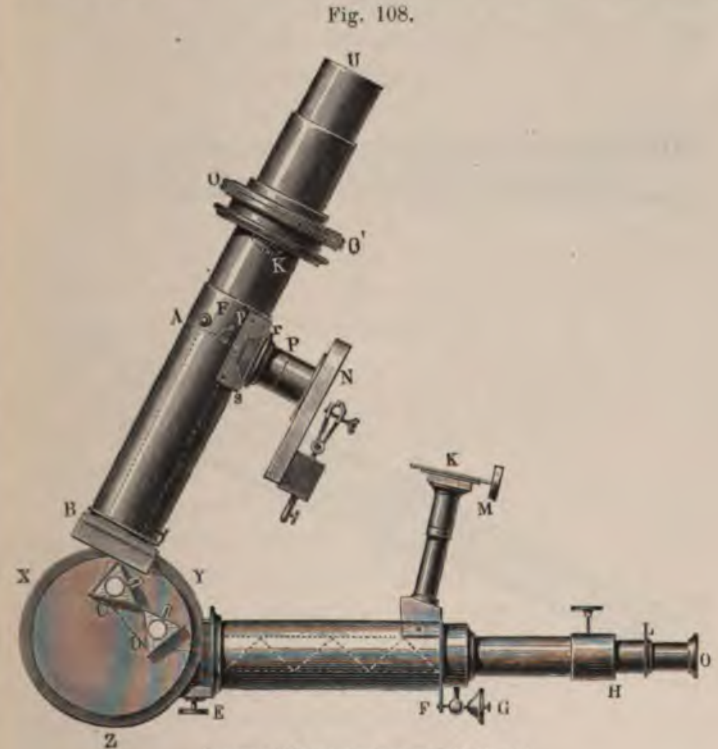
RI endlich ist ein seitlicher Collimator; in dem Brennpunkte seiner Linse *R* lässt sich mit Hülfe einer sehr feinen Mikrometerschraube V^1 ein Metallplättchen *T* hin und her bewegen, welches nur einen einzigen, aber äusserst feinen Spalt hat. Durch diesen Spalt fällt das Licht einer bei *I* in einem Gehäuse eingeschlossenen Lampe und bildet so im Innern des Rohres *RI* eine sehr feine Lichtlinie, die an der Vorderfläche des ersten Prismas *p″* reflectirt in das Fernrohr *QO* gelangt und dem Beobachter bei der Untersuchung der relativen Lage der Spectrallinien als Marke dient.

Um bei lichtstarken Fernrohren, welche eine grössere Dispersion zulassen, auch die feineren dunklen Linien in den Spectren wahrnehmen und mit den Linien irdischer Stoffe vergleichen zu können, haben Secchi und Huggins Apparate construirt, welche aus einzelnen Prismen und Prismensystemen zusammengesetzt sind.

Fig. 108 zeigt das zusammengesetzte Spectroskop von Secchi ohne das Aequatorial. Vermittels der Schraube *OO′* wird das Instrument in das Ocularrohr des Refractors eingeschraubt; bei *K* befindet sich, wie vorhin, eine Cylinderlinse, welche das als Punkt erscheinende Lichtbild der Sterne zu einer feinen Lichtlinie ausdehnt und diese Linie genau in die Spaltöffnung bringt. *F* der Spalt, zur Hälfte mit einem Vergleichsprisma *p* bedeckt; *B* die Collimator-

linse, um die Strahlen in paralleler Richtung auf das erste Prisma C zu bringen. Die beiden Prismen C und D von schwerem Flintglase sind auf einer Platte XYZ befestigt und haben einen brechenden Winkel von 60°; sie werfen

Fig. 108.

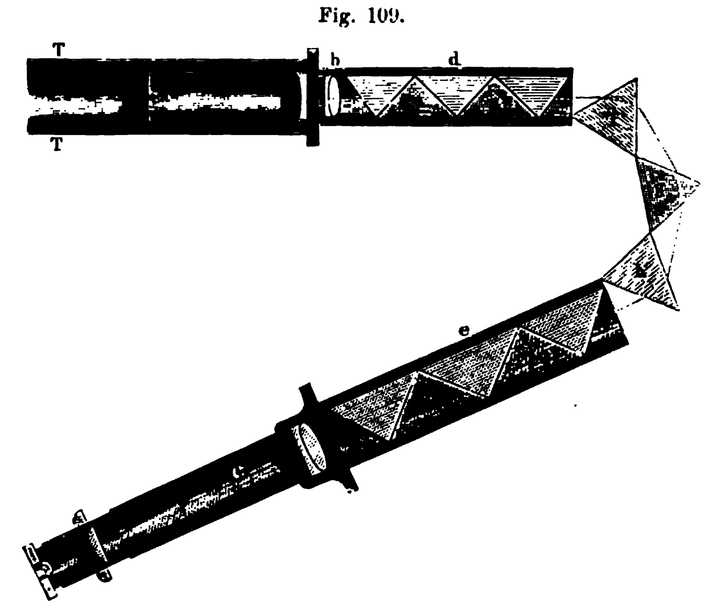


Grosses Telespectroskop von P. Secchi.

das Spectrum des Gestirns in die Achse des geradlinigen Spectroskops $EFHO$, welches ein aus fünf Prismen zusammengesetztes Prismensystem EF, das Beobachtungsrohr HO und, wie das vorige Instrument, das Seitenrohr K mit einer graduirten Scala enthält; letztere lässt

sich durch eine Mikrometerschraube *M* bewegen und wird beim Gebrauche des Instrumentes, wie gewöhnlich, durch eine Lampenflamme erleuchtet; das Bild der Scala fällt dann durch den Reflex an der Vorderseite des letzten Prismas in das Beobachtungsrohr *O*, wo das Auge mit dem Spectrum des Sterns zugleich die Theilstriche der

Fig. 109.



Das grosse Telespectroskop von Huggins.

Scala wahrnimmt. *N* ist eine Zange zum Halten der GEISSLER'schen Röhren.

Das grosse zusammengesetzte Telespectroskop von HUGGINS ist in *Fig. 109* abgebildet; es besteht aus *zwei* Prismensystemen à vision directe, jedes zu fünf Prismen, und drei vorzüglichen einzelnen Prismen, zwei von 60° und eins von 45°, im Ganzen also aus dreizehn Prismen.

Das Spectroskop wird wie gewöhnlich in den Oculartubus *TT* eines mit Uhrwerk versehenen Aequatorials eingeschraubt; *a* ist der Spalt, der mit den Einrichtungen eines Vergleichsprismas und Funkenerzeugers für die gleichzeitige Beobachtung der Spectra eines Sterns und der irdischen Stoffe versehen ist; *b* ist die achromatische Collimatorlinse von 4,5 Zoll Brennweite, welche die durch den Spalt eintretenden Strahlen parallel macht. Das Licht wird zuerst durch das Prismensystem *d* zerlegt, darauf nach der Reihe durch die drei Prismen *f*, *g* von 60° und *h* von 45° weiter zerstreut und in den einzelnen farbigen Strahlen weiter auseinander getrieben, passirt dann nochmals ein geradliniges Prismensystem *e* und gelangt dann erst zu dem Objectiv des Beobachtungsfernrohrs *c*. Das letztere Prismensystem *e* befindet sich in einem Rohre, das mit dem Fernrohre *c* fest verbunden ist; mit Hülfe einer Mikrometerschraube lässt sich das Fernrohr auf jeden Theil des Spectrums richten.

Die Prismen *e* können nach Belieben eingesetzt oder entfernt werden, wodurch das Instrument sich innerhalb der Grenzen einer Zerstreuungskraft von $4\frac{1}{2}$ bis zu $6\frac{1}{2}$ Prismen von 60° verwenden lässt. Die Möglichkeit, die Zerstreuungskraft des Spectroskops zu verkleinern, erweist sich als sehr vortheilhaft bei der Beobachtung von lichtschwachen Objecten und in Nächten, wenn die atmosphärischen Verhältnisse ungünstig sind.

Die Vorzüglichkeit der Prismen und des ganzen Instrumentes giebt sich an der grossen Reinheit und Schärfe zu erkennen, mit welcher selbst bei der grössten Vergrösserung auch die feinsten Linien im Spectrum unterschieden werden können, wenn Metalle in dem elektrischen Funken verflüchtigt werden.

Der Sternspectralapparat der Bothcamper Sternwarte, den SCHRÖDER verfertigte und mit dem VOGEL und LOHSE zahlreiche und genaue Beobachtungen angestellt haben, ist in *Fig. 110* dargestellt. Der untere Theil des Fernrohrs *A* ist durch eine Eisenplatte *B* geschlossen, die bei *C* eine 7.6 cm weite kreisrunde Oeffnung hat. Auf diese Platte wird der Spectralapparat mittels der vier Schrauben 1, 2, 3, 4 befestigt. Die vier Träger *a* sind mit der cylindrischen Hülse *b*, ausserdem aber mit der Scheibe *c* verbunden, wo-


Fig. 110.



Schröder's Spectralapparat am Bothcamper Refractor.

durch der Apparat eine sehr grosse Stabilität erhält. Das cylindrische Rohr *d* ist in der Scheibe *c* und in dem Cylinder *b* geführt; an demselben ist ein Zeiger *e* angeschraubt, der über einem auf der Scheibe *c* angebrachten Theilkreise spielt. Die Drehung des Rohres *d* lässt sich bis auf etwa $\frac{1}{4}^{\circ}$ genau an dem in Grade getheilten, 14 cm im Durchmesser haltenden Kreise ablesen. An dem einen Ende des Rohres *d* befindet sich der Spalt *f*, dessen Stahlplatten durch eine Mikrometerschraube von geringer Neigung gegen einander verstellt werden können. Die Hülse *g*

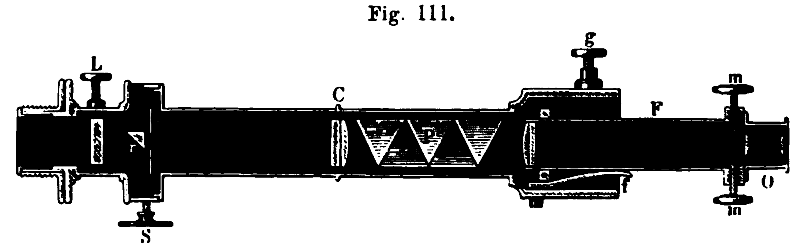
ist zur Aufnahme der Cylinderlinse bestimmt. Am andern Ende des Rohres *d* ist eine mit einer runden Oeffnung versehene Platte *h* aufgeschraubt, welche zwei Metallwürfel trägt (in der Figur ist nur einer sichtbar), in welchen die Drehungsachse der Platte *l* und damit auch des Fernrohrs *m* gelagert ist. Die Platte *l* trägt an einem Ende die Mutter einer Mikrometerschraube *k*, durch deren Bewegung die Platte *l* gegen *h* hin und her geneigt werden kann. Das abgerundete Ende der Mikrometerschraube wird zu dem Zwecke gegen ein an der Platte *h* befindliches polirtes Stahlstück durch eine starke Spiralfeder gepresst, welche um den Bolzen *i* geschlungen ist. Die ganzen Umdrehungen der Schraube werden an dem Gradbogen *n*, die Bruchtheile der Umdrehungen aber an dem getheilten Kopf der Schraube mit Hülfe des Index *o* abgelesen. Im Rohre *d* befindet sich die Collimatorlinse von 22 mm Oeffnung und 230 mm Brennweite, ferner fünf Prismen à vision directe, 20 mm hoch, mit 90° brechendem Winkel. Das Objectiv des Fernrohrs hat gleiche Grösse und Brennweite mit der Collimatorlinse. Die zum Fernrohr gehörenden Oculare geben eine 4,5- resp. 9fache Vergrösserung. Zum Spectralapparat gehören noch zwei Cylinderlinsen, von denen die eine convex, die andere concav ist. Sie werden vor dem Spalt in der Hülse *g* angebracht. Die Leistungen des Apparates in optischer Beziehung lassen nach Prof. Vogel nichts zu wünschen übrig. Die Linien erscheinen mit ausserordentlicher Schärfe, und sind mit der neunfachen Vergrösserung selbst die zartesten Linien, welche Angström in seinem Sonnenspectrum verzeichnet hat, zu erkennen.

Hervorzuheben ist noch, dass Schröder bei Construction des Apparates besondere Rücksicht darauf genommen hat,

dass die vom Objectiv des grossen Teleskops kommenden Strahlen vollkommen ausgenutzt werden, und die Grösse der Collimatorlinse des Spectralapparates nach der Grösse des vom Objectiv kommenden Strahlenkegels bemessen ist, ein Umstand, der wohl häufig bei der Construction von Spectralapparaten für grössere Fernrohre vernachlässigt wird.

In den meisten Fällen und bei Anwendung kleiner Refractoren muss die Dispersion des Sternenlichtes in engeren Grenzen bleiben, als es bei den eben beschriebenen Instrumenten der Fall ist. Das zur Beobachtung der Sonnen-Protuberanzen construirte geradlinige Spectroskop

Fig. 111.



Einfaches und zusammengesetztes Spectroskop von S. Merz.

von Merz empfiehlt sich auch für die Sterne eben so sehr durch die Leichtigkeit seiner Handhabung, wie durch seine vorzüglichen Leistungen. Dasselbe wird nach abgenommenem Ocular auf die verschiebbare Fassung des letztern an das Fernrohr geschraubt und die Cylinderlinse *L*, welche bei den Protuberanzbeobachtungen entfernt wird, so gestellt, dass die von dem Sternbilde, einem Lichtpunkte, erzeugte Lichtlinie genau in die Oeffnung des Spalts *ss* fällt. Da die Entfernung zwischen *L* und *s* unveränderlich ist, so wird die scharfe Einstellung der Lichtlinie in die Spaltöffnung durch Vor- und Zurückschrauben des ganzen Spectroskops, resp. durch Annähe-

rung und Entfernung der Linse L gegen das Sternbild, zuwege gebracht. Bei der Beobachtung der Sternspectra lässt sich, wenn die Lichtstärke des Sternbildes dieses gestattet, die Dispersionskraft des Instrumentes durch Einschrauben eines zweiten Prismensystems verdoppeln, ohne den Vortheil des directen Sehens zu opfern. Letzteres lässt sich auch allein als ganz einfaches Sternspectroskop, das sich besonders für schwächere Fernröhre eignet, gebrauchen.

Dasselbe ist in *Fig. 112* abgebildet und besteht aus einem fünftheiligen Prismensystem P à vision directe von einer Dispersionskraft von 8° von D bis H, einer verstellbaren Cylinderlinse L und einem positiven Ocular O. Es ist so eingerichtet, dass sich die Prismen von der Linse L und dem Ocular O leicht trennen und in das mit Spalt versehene grössere Spectroskop *(Fig. 111)* zwischen die Collimatorlinse C und dessen Prismensystem einsetzen lassen. Beide Instrumente *(Fig. 111* und *Fig. 112)* zusammen geben daher ein für alle Beobachtungen der Himmelskörper sehr geeignetes *Universal-Ocularspectroskop.*

Fig. 112.

Einfaches Spectroskop von Merz.

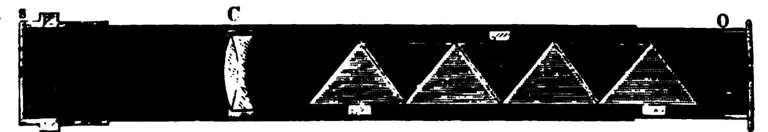
Einen ähnlichen, dabei compendiösen und billigen Sternspectralapparat liefert die optische Anstalt von Reinfelder & Hertel in München. Derselbe besitzt je nach der Grösse Fernrohre von 6‴ bis 12‴ Oeffnung, einen verstellbaren Spalt und Cylinderlinse; seine Wirkung ist eine ausgezeichnete.

Selbst das kleine, bei eingestecktem Prismenrohr nur 82 mm lange Miniaturspectroskop von J. Browning giebt recht schöne Spectra der helleren Sterne, in denen die

stärkeren dunklen Linien mit völliger Bestimmtheit erkennbar sind; seine innere Einrichtung ist aus *Fig. 113* ersichtbar.

Um dasselbe für Sternbeobachtungen zu gebrauchen, wird der Spalt beseitigt und das Collimatorrohr *O* an die Stelle des Oculars in das auf den Stern gerichtete Fernrohr eingeschraubt. Durch Verschieben des Spectroskops lässt sich dasselbe leicht so einstellen, dass das optische Bild des Sterns mit dem Brennpunkte der Linse *C* zusammenfällt, die durch *C* hindurchgehenden Strahlen also das Prismensystem *P* in paralleler Richtung treffen und der Beobachter, durch *O* sehend, ein scharfes Linienspectrum des Sterns wahrnimmt. Hält man nun eine passende Cylinderlinse, die

Fig. 113.



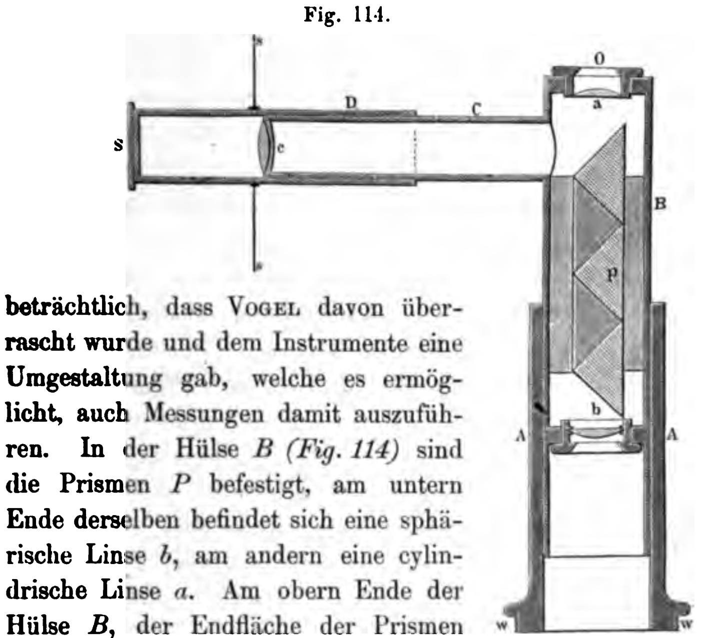
J. Browning's Miniaturspectroskop.

Achse senkrecht zu der brechenden Kante des Prismensystems, zwischen die Ocularöffnung *O* und das Auge, so erhält man das erbreiterte Spectrum des Sterns, in welchem bei scharfer Einstellung die dunklen Linien sichtbar sind.

Geh. Rath L. Camphausen hat sich zuerst und mit Vortheil auch für lichtschwache Sterne eines Sternspectroskops bedient, das aus einer sphärischen Linse von kurzer Brennweite besteht, der ein Satz kleiner Prismen mit gerader Durchsicht und darauf eine leicht einzuschiebende oder zu entfernende cylindrische Linse folgt. Die den Prismen voraufstehende Sammellinse wird dem vom Objectiv des Fernrohrs erzeugten Sternbilde so weit genähert, dass letzteres sich innerhalb der Brennweite der Sammellinse

befindet. Es entsteht so in deutlicher Sehweite ein virtuelles Bild des Sterns, welches durch die Prismen in ein fadenförmiges Spectrum verwandelt und ohne Ocular, lediglich durch die dasselbe erbreiternde Cylinderlinse betrachtet wird. Die Wirkung dieses Spectroskops ist so

Fig. 114.



Vogel's Sternspectroskop im Durchschnitt.

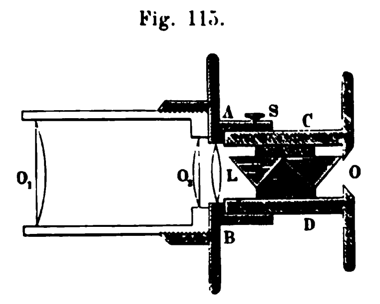
beträchtlich, dass VOGEL davon überrascht wurde und dem Instrumente eine Umgestaltung gab, welche es ermöglicht, auch Messungen damit auszuführen. In der Hülse *B* (*Fig. 114*) sind die Prismen *P* befestigt, am untern Ende derselben befindet sich eine sphärische Linse *b*, am andern eine cylindrische Linse *a*. Am obern Ende der Hülse *B*, der Endfläche der Prismen gegenüber, mündet eine Hülse *C* ein, welche durch eine schwache sphärische Linse *c* verschlossen ist. Ueber *C* verschiebt sich eine Hülse *D*, die an ihrem einen Ende entweder einen Spalt oder eine auf Glas photographirte Scala *S* trägt. *A* ist eine federnde Hülse, in der sich *B* verschieben lässt, sie trägt ein Gewinde *w*, durch welches sie an Stelle des Oculars am Fernrohr befestigt werden kann.

Entfernt man die Cylinderlinse *a*, so kann man durch Verschiebung von *B* in der Hülse *A*, wenn sich das Auge am Ende der Röhre *B* bei *O* befindet, ein deutliches Spectrum von dem im Brennpunkte des Fernrohrs entstehenden Bilde erhalten. Dieses Spectrum wird nun, wenn das Object ein Stern ist, überaus schmal sein. Vermittels der Cylinderlinse *a* lässt sich dieses schmale Spectrum auf zweierlei Weise in ein Band verbreitern, einmal indem man die Achse (die Cylinderachse, nicht die optische) der Cylinderlinse senkrecht, ein andermal parallel zu den brechenden Kanten der Prismen stellt. Im ersten Falle würde man die Hülse *B* (von der vorhin gedachten Einstellung ohne Cylinderlinse ausgehend) etwas weiter auszuziehen, im andern Falle etwas weiter einzuschieben haben, um ein Spectrum zu erhalten, in dem die Linien scharf erscheinen. Die Bilder sind, wie durch Versuche gefunden wurde, am besten, wenn die cylindrische Achse der Linse parallel zu der brechenden Kante der Prismen gelegen ist. Für die Anwendung des Apparates als blosses Spectroskop wäre es gleichgültig, welcher Stellung der Cylinderlinse man den Vorzug giebt, soll der Apparat jedoch zur Messung dienen, so ist nur die letzterwähnte Stellung der Achse zulässig. Professor Vogel giebt eine Regel, um die Cylinderlinse auf leichte Weise richtig zu stellen. Man verschiebe die Hülse *B* so lange, bis man ohne Cylinderlinse ein möglichst schmales, scharfes Spectrum erhält, dann setze man die Linse vor und drehe sie, bis sie das fadenförmige Spectrum in keiner Weise verbreitert, dies ist die richtige Stellung und man braucht nur die Hülse *B* etwas einzuschieben, um ein allmählich sich verbreiterndes Spectrum, in dem man Linien oder Banden bald erkennen wird, zu erhalten. Wie weit man

das Rohr B einzuschieben oder die Linse b dem Brennpunkte zu nähern hat, um die Linien im Spectrum möglichst scharf zu sehen, hängt natürlich von der Brennweite der Linsen b und a, aber auch viel vom Auge des Beobachters ab.

Um Messungen an den Linien in den Spectren auszuführen, kann man bei stillstehendem Fernrohre die Entfernungen der einzelnen Banden durch Rectascensionsdifferenzen bestimmen. Als Marke dient der Spalt S, der durch eine davorgehaltene Lampe erleuchtet wird. Damit das Licht dieser Lampe das in O befindliche Auge des Beobachters nicht trifft, ist der Schirm ss an der Hülse D befestigt. Die Linse c hat nur den Zweck, die deutliche Sehweite noch mehr zu verkürzen, damit das seitliche Rohr nicht zu lang wird. Für Fernrohre mit Uhrwerk benutzt man statt des Spalts eine helle Scala, die, wenn sie mit einer Lampe erleuchtet wird, gleichzeitig mit dem Sternspectrum sichtbar ist.

Fig. 115.

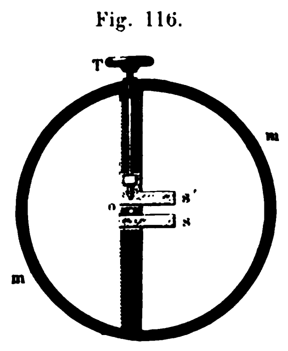


Zöllner's Ocular-Sternspectroskop.

Ein sehr lichtstarkes und handliches Instrument ist das von Zöllner construirte Ocular-Sternspectroskop. Die *Fig. 115* zeigt dasselbe im Durchschnitt. Es besteht aus einem kleinen Prisma mit gerader Durchsicht, welches in einer Hülse CD befestigt ist. Diese letztere ist in einer zweiten Hülse AB beweglich, welche auf den Ocularkopf aufgesetzt werden kann und eine Cylinderlinse von etwa 100 mm Brennweite enthält. O_1 und O_2 sind die beiden

Linsen des Oculars und gehören also nicht mehr zum Spectroskop. Soll mit dem Instrumente das Spectrum eines Sterns beobachtet werden, so wird zunächst die Hülse *CD* mit dem Prisma entfernt und das Ocular so eingestellt, dass dem in *O* befindlichen Auge eine scharfe Lichtlinie erscheint. Es ist dabei wesentlich, dass sich das Auge ungefähr in derselben Entfernung von der Linse *L* befinde wie bei Anwendung des Prismas. Hierauf wird die Hülse *CD* so eingesetzt, dass die brechende Kante des Prismas wie gewöhnlich parallel der Lichtlinie liegt und somit das Spectrum seine grösste Breite erhält. Die Lichtstärke dieses Spectroskops ist sehr bedeutend.

Fig. 116.

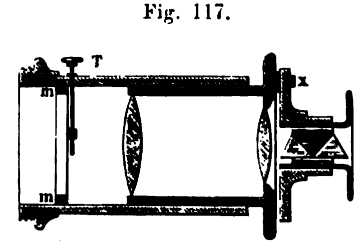


Ocular-Sternspectroskop mit Vorrichtung zum Messen.

Das Zöllner'sche Ocularspectroskop ist wegen seiner Handlichkeit und Lichtstärke ein sehr praktisches Instrument, allein es hat den Nachtheil, dass man keine Messungen damit ausführen kann und es auch für Objecte von grösserer Dimension nicht anwendbar ist. Diesen Uebelständen hat Prof. Vogel durch eine einfache Vorrichtung abgeholfen. In die Hülse eines nicht zu stark vergrössernden Oculars (*Figg. 116* und *117*) wird ein Ring *m* eingesetzt, auf welchem ein schmaler Steg befestigt ist. Auf demselben sind in der Mitte die Spaltbacken *s* und *s'* befestigt, so, dass *s'* mittels einer feinen Schraube *T* bewegt werden, der Spalt also mehr oder weniger geöffnet werden kann. Das Ocular lässt sich durch Hin- und Herbewegen in der Hülse so stellen, dass der Spalt sofort erscheint. Da der-

selbe nur einen kleinen Theil des Gesichtsfeldes einnimmt, ist der Vortheil der leichten Auffindung des zu beobachtenden Objects nicht geschmälert, auch lässt sich dasselbe mit Leichtigkeit in den Spalt stellen. Im Falle das Object eine Ausdehnung hat (Komet oder Nebel), bleibt nur eine Lichtlinie übrig, indem der grösste Theil des Objects durch die Spaltbacken verdeckt ist. Diese Lichtlinie lässt sich nun leicht durch das vorgesetzte Ocular-Spectroskop, von dem man vorher die Cylinderlinse entfernt hat und das demnach nur aus einem kleinen Prismensatz besteht, analysiren.

Fig. 117.



Ocular-Sternspectroskop im Durchschnitt.

Da es nöthig ist, die brechenden Kanten der Prismen parallel zum Spalt zu stellen, empfiehlt es sich, das Spectroskop so mit dem Ocular zu verbinden, dass es nicht aufgesteckt oder abgezogen zu werden braucht, sondern seitlich um eine Achse x bewegt und weggedreht werden kann, wenn man zur Aufsuchung des Objects das Ocular ohne Spalt benutzen will. Die richtige Lage vor dem Ocular ist durch einen Anschlagstift fixirt. Bei dieser Einrichtung kann man ein für allemal die brechende Kante der Prismen parallel zum Spalte stellen.

Um Messungen auszuführen, befindet sich in dem Steg bei *o* ein Loch, hinter welchem ein kleines Prisma angebracht ist. Durch eine dem kleinen Reflexionsprisma gegenüber in der Hülse befindliche Oeffnung fällt das Licht einer ausserhalb befestigten Geissler'schen Röhre auf dieses Prisma, die Oeffnung *o* wird zur Lichtquelle

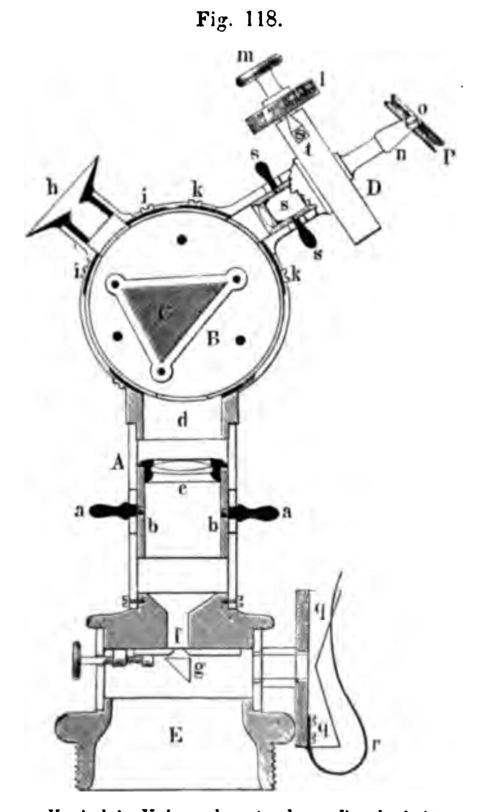
und neben dem Spectrum des zu beobachtenden Objects erscheint das Vergleichsspectrum.

Die von Professor VOGEL getroffene Abänderung des ZÖLLNER'schen Ocularspectroskops, wonach dieses mit der aufgesteckten Cylinderlinse um die Achse x seitwärts bewegt werden kann und dann das Object direct im Oculare gesehen wird, ist äusserst praktisch. Die optische Anstalt von REINFELDER & HERTEL in München liefert diese Spectroskope in ausgezeichneter Ausführung. Ein solches an einem ebenfalls von REINFELDER & HERTEL gelieferten sechszolligen Refractor angebracht, giebt ungemein brillante Spectra, die an Reinheit und Schärfe der Linien nichts zu wünschen übrig lassen.

Ein kleines Universalspectroskop, das zur Beobachtung der Spectra von Fixsternen und Kometen sehr geeignet ist, hat N. VON KONKOLY construirt. Dasselbe ist in *Fig. 118* dargestellt. E ist ein Messingring, der mittels eines Gewindes an die Ocularröhre eines Fernrohrs angeschraubt wird. Mit ihm wird durch einen Verbindungsstutzen ein zweiter Ring verschraubt, welcher die zwei Spaltbacken f trägt, wovon der eine beweglich, der andere fest ist. Die Verschiebung des beweglichen Spaltbackens wird durch eine Schraube bewirkt. g ist das Vergleichsprisma, das einer Oeffnung am Gestelle qq gegenüber steht; dieses Gestell dient zur Aufnahme GEISSLER'scher Röhren, die durch die Feder r am Apparate festgehalten werden. Auf den den Spalt tragenden Ring ist das Collimatorrohr A angeschraubt, welches wieder mit dem Messingstutzen d verschraubt ist. Im Collimatorrohre bewegt sich ein zweites Rohr bb, in welches die achromatische Collimatorlinse eingeschraubt ist. Mittels der zwei Griffe aa lässt sich dieses Rohr verschieben, um den Spalt f in den

Brennpunkt bringen zu können. Auf dem Messingstutzen *d* ist endlich eine Messingkapsel *B* angeschraubt, welche das Prisma *C* einschliesst. An diese Kapsel ist das Ocular-diaphragma *h* durch vier Schrauben *ii* (wovon bloss zwei sichtbar sind) und das Schraubenmikrometer *D* mittels der Schrauben *kk* befestigt.

Fig. 118.



v. Konkoly's Universalspectroskop. Durchschnitt.

Das Prisma sitzt auf einem kleinen Tischchen, dessen Zapfen durch den Boden der Kapsel hindurchgeht und ausserhalb einen kleinen Hebel aufnimmt, der sich auf ihm in beliebiger Stellung festklemmen lässt. Dieser hat rechts und links zwei Anschlagschrauben, mit denen man ihm und durch Festklemmen am Zapfen des Prismentisches auch dem Prisma bei seiner Einstellung auf die Minimalablenkung die nöthige Feinbewegung ertheilen kann. Auf eine automatische Bewegung durfte man hier um so mehr verzichten, als ja die Dispersion der

Natur der Sache nach so klein ist, dass man das ganze Spectrum auf einmal leicht übersehen kann.

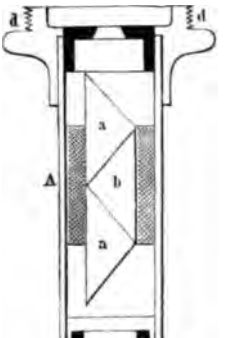
Ein Fernrohr besitzt der Apparat nicht. Bei Beobachtung der Fixsterne wird aber bei *h* an Stelle des Diaphragmas eine Cylinderlinse eingeschoben.

Das Oculardiaphragma *h* und das Collimatorrohr des Mikrometers *D* besitzen zur richtigen Einstellung eine mit der Kapsel *B* concentrische Führung. Um dies bequem und sicher zu erreichen, wurde bei der Construction der folgende Weg eingeschlagen. Auf der eigentlichen Kapselwandung, die mit dem Boden fest verlöthet, mit dem Deckel durch drei Schrauben mit randirtem Kopfe vereinigt ist, dreht sich aussen in je einer Nute im Boden und im Deckel ein weiteres Rohr. Beide schliessen, da sie zusammengeschliffen wurden, sehr eng an einander und können durchaus nicht hin und her schlottern. Aus dem weitern Rohre wurden dann an drei Stellen breite Streifen herausgeschnitten, so dass nur noch drei von einander völlig unabhängige Cylindersegmente übrig blieben. Auf eines dieser Cylindersegmente ist dann das Collimatorrohr *A* resp. sein Stutzen *d*, auf das andere das kleine Collimatorrohr des Mikrometerwerkes *D* und auf das dritte endlich das Oculardiaphragma *h* befestigt. Alle sind mit je vier Schrauben an den Cylinder *B* angeschraubt, jedoch haben diese Schrauben *ii* und *kk* in den Cylindersegmenten längliche Oeffnungen, um den an ihnen sitzenden Theilen eine begrenzte Verschiebung zu gestatten.

Behufs Messung der Lage einer jeden in dem Ocularrohre *h* sichtbar werdenden Spectrallinie ist die eingetheilte Mikrometertrommel *l* angebracht. Diese sitzt auf einer Schraube, welche, wenn man sie durch den Kopf *m* in Umdrehung versetzt, eine im Innern des flachen Ge-

häuses *D* befindliche und mit einer Lichtlinie versehene Platte verschiebt. Zur Beleuchtung der Lichtlinie dient ein auf dem Stutzen *n* sitzender Spiegel *P*, während andererseits eine durch den Ring *ss* verschiebbare biconvexe Linse das Bild dieser Lichtlinie auf der dem Ocular *h* gegenüberliegenden Seite des Prismas erzeugt, wie dies in Bd. I, S. 354, *Fig. 140* (vgl. auch Bd. I, S. 161, *Fig. 64b*) näher erläutert ist. Von hier aus wird das Bild reflectirt und gelangt so mit dem direct gesehenen Spectrum gleichzeitig ins Auge des Beobachters.

Fig. 119.



Ocularspectroskop.

Dem Apparate wurde noch ein zweites Flintglasprisma mit einem brechenden Winkel von 60° beigegeben, um dadurch seine Wirkung zu erhöhen.

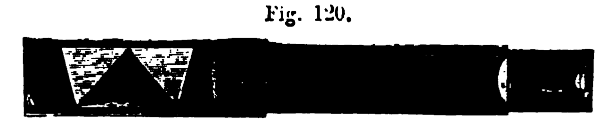
Als Hülfsapparat ist dem Instrumente noch ein kleines ZÖLLNER'sches Ocularspectroskop *(Fig. 119)* hinzugefügt. Beim Gebrauche wird dasselbe mit dem Gewinde an Stelle des Oculars an das Instrument angeschraubt. Der Ring *d* lässt sich von *A (Fig. 118)* abschrauben und direct in den Ocularauszug schrauben, alsdann wird eine Cylinderlinse in *h* eingeschoben, um das Spectrum eines Fixsterns damit breiter zu machen. Die Cylinderlinse deformirt den hellen Strich des Mikrometers durchaus nicht, es werden bloss seine beiden Enden in eine Spitze auslaufen, was sogar die Schärfe der Einstellung erhöht. Das vorstehend beschriebene Instrument wird in sauberer und vorzüglicher Ausführung von der optischen Anstalt von

Karl Fritsch in Wien geliefert und ist besonders den Freunden der spectroskopischen Himmelsbeobachtung warm zu empfehlen.

Endlich müssen wir hier noch der *einfachsten* Spectroskope erwähnen, welche zu verschiedenen Zwecken angewandt werden. Huggins benutzte solche *Handspectroskope* schon längst, um die Spectra der Sternschnuppen und anderer rasch vorübergehender Himmelserscheinungen zu beobachten.

Diese von John Browning construirten Instrumente bestehen, wie *Fig. 120* zeigt, wesentlich aus einem geradsichtigen Prismensystem *c* und dem Beobachtungsrohre *a b*.

Fig. 120.



Browning's Handspectroskop.

Das achromatische Objectiv *a* hat 1,2 Zoll im Durchmesser und eine Brennweite von etwa 10 Zoll. Das Ocular *b* besteht aus zwei planconvexen Linsen. Da ein grosses Gesichtsfeld sehr wichtig ist, besonders zum Gebrauche als Meteor-Spectroskop, so hat die dem Objectiv *a* zugekehrte Ocularlinse beinahe einen gleichen Durchmesser als das Objectiv *a* selbst und ist in einem verschiebbaren Rohre befestigt, um den Abstand zwischen den beiden Linsen des Oculars und damit die Vergrösserung des Instrumentes innerhalb gewisser Grenzen verändern zu können. Das Prismensystem besteht aus einem Prisma von schwerem Flintglase und zwei Prismen von Crownglas.

Das Gesichtsfeld dieser Handspectroskope umspannt am Himmel einen Raum von 7° Durchmesser; das Spec-

trum eines hellen Sterns hat eine scheinbare Länge von 3°, und selbst das Spectrum des grossen Nebelflecks im Orion erscheint als zwei helle Linien mit schwachem continuirlichem Spectrum.

Um die Wirksamkeit des Instrumentes als Meteor-Spectroskop zu prüfen, beobachtete Huggins die Spectra eines Feuerwerks aus einer Entfernung von ungefähr 3 englischen Meilen. Die hellen Linien der in dem Feuerwerk glühenden Metalle waren mit grosser Deutlichkeit sichtbar und wiesen darin Natrium, Magnesium, Strontium, Kupfer und einige andere Metalle mit völliger Bestimmtheit nach. Ebenso zeigte dasselbe einige Fraunhofer'sche Linien in dem Spectrum der Spitze der noch sehr feinen Mondsichel, sowie die dunklen Linien in den Sternspectren. Um dem Spectrum eines Sterns, das in dem Instrumente bloss als helle Linie erscheint, einige Breite zu geben, wird noch eine kleine Cylinderlinse unmittelbar vor dem Auge über das Ocular geschoben. Da das Instrument nicht mit einem Spalte versehen ist, so ist es nur auf helle Gegenstände von geringer Grösse anwendbar oder auf Objecte von solcher Entfernung, dass sie nur eine kleine scheinbare Grösse haben.

23. Die Spectra des Mondes und der Planeten.

Wenn die Planeten und deren Monde kein eigenes Licht ausstrahlen und nur dadurch leuchten, dass sie das Licht der Sonne reflectiren, so müssen ihre Spectra dem Sonnenspectrum gleich sein, und etwaige Unterschiede können nur daher rühren, dass das Sonnenlicht bei der Reflexion an der Oberfläche dieser Himmelskörper oder bei seinem Durchgange durch ihre Atmosphäre einige Veränderungen erleidet.

Das Spectrum des Mondes fanden Fraunhofer (1823), Brewster, Gladstone (1860), Rutherfurd, Huggins und Miller, sowie Janssen in vollkommenster Uebereinstimmung mit dem der Sonne. Es konnte an den verschiedenen, der Untersuchung unterzogenen Stellen der Mondscheibe weder in Beziehung auf die relative Intensität, noch auf das Hinzukommen und Verschwinden von Linien irgend eine Aenderung in den dunklen Linien des Spectrums wahrgenommen werden. Es muss aus dieser Abwesenheit von besonderen Absorptionslinien der Schluss gezogen werden, dass der Mond keine Atmosphäre hat, die sich in unseren gegenwärtigen Spectroskopen durch Absorptionslinien bemerkbar macht.

Das Spectrum des Mondes während einer Verfinsterung desselben ist am 23. August 1877 auf der Sternwarte zu Greenwich beobachtet worden. Während der Totalität, als der Mond in der bekannten kupferröthlichen Farbe glänzte, sah man im Gelb einen starken Absorptionsstreifen und das rothe sowohl als das blaue Ende des Spectrums waren scharf abgeschnitten, der orangefarbene Theil erschien schwach. Auf den ersten Blick schien es, als wenn Gelb und Grün das ganze sichtbare Spectrum ausmachten. Die Wellenlänge des brechbaren Endes des starken Absorptionsstreifens war im Mittel aus neun Messungen 5624 milliontel Millimeter. Als die Totalität ihrem Ende entgegenging, wurde der Streifen schmäler und während der partiellen Phase war er auf eine Linie reducirt. Der Streifen fällt mit der atmosphärischen Bande δ von Brewster zusammen und es unterliegt keinem Zweifel, dass er wirklich der Absorption in dichten, wasserdampfreichen Schichten unserer Atmosphäre seinen Ursprung verdankt. Das Licht, in welchem der verfinsterte Mond

sichtbar wird, ist eben durch eine dicke Schicht der irdischen Atmosphäre hindurchgezogen und verursacht die kupferröthliche Färbung des total verfinsterten Mondes.

In dem Spectrum der Planeten *Merkur*, *Venus*, *Mars*, *Jupiter* u. s. w. erkennt man die von dem Sonnenlichte herrührenden FRAUNHOFER'schen Linien; ausserdem aber kommen in einigen Spectren Absorptionslinien vor, welche wir als Anzeichen vom Vorhandensein einer wasserdampfhaltigen Atmosphäre bereits kennen gelernt haben. HUGGINS hat mittels seiner, später (bei den Fixsternen) näher beschriebenen photographischen Methode auch die Spectra der Venus, des Mars und des Jupiter aufgenommen. In den besten dieser Photographien kann man die FRAUNHOFER'schen Linien von *b* bis *S* im Ultraviolett deutlich sehen und die geringste Abweichung dieser Linien von dem Spectrum des Tageslichtes würde man sofort erkennen. HUGGINS konnte jedoch weder irgend eine Modification des Sonnenlichtes noch irgend welche hinzutretenden Absorptionslinien erkennen.

Das Spectrum des Merkur wurde in den Jahren 1871 bis 1873 wiederholt von VOGEL und LOHSE auf der Bothcamper Sternwarte beobachtet. Es stimmte stets vollkommen mit dem Sonnenspectrum überein, bis auf zwei Streifen, „welche möglicherweise nicht allein durch Absorption in unserer Atmosphäre, sondern auch zum Theil durch eine Absorption der Sonnenstrahlen in der den Merkur umgebenden gasartigen Hülle hervorgebracht werden mögen." VOGEL bemerkt jedoch selbst, dass, so lange man, wie es bei den jetzigen Hülfsmitteln der Fall ist, genöthigt werde, den Planeten nach Sonnenuntergang, also bei tiefem Stande zu beobachten, die definitive Entscheidung dieser Frage aufgeschoben werden müsse.

Das Spectrum der Venus ist von SECCHI, HUGGINS und VOGEL untersucht worden. Es ist nicht wesentlich vom Sonnenspectrum verschieden, doch treten nach VOGEL einige feine Streifen darin auf, die den Linien unserer Atmosphäre gleichen und also wahrscheinlich dem Wasserdampfe zuzuschreiben sind.

Das Spectrum des Mars ist auch von SECCHI, HUGGINS, RUTHERFURD und VOGEL beobachtet worden, doch sind des Letztern Untersuchungen bei weitem die genauesten. Hiernach sind in diesem Spectrum zahlreiche Linien des Sonnenspectrums wiederzuerkennen. In den weniger brechbaren Theilen treten einige Streifen auf, die dem Sonnenspectrum nicht eigen sind, die aber mit denen im Absorptionsspectrum unserer Atmosphäre übereinstimmen; es sind dies die folgenden:

Wellenlänge milliontel mm	
687,7	Mitte einer breiten dunklen Bande, nach dem Violett scharf begrenzt. (Tellurische Linien in der Nähe von *B*.)
655,5	Mitte eines dunklen Streifens. (Tellurische Linien in der Nähe von *C*.)
648,7	Mitte eines ziemlich dunklen Streifens. (Tellurische Linien.)
627,9	Mitte eines Streifens. (Tellurische Liniengruppe *α* ANGSTRÖM, C^6 BREWSTER.)
594,8	Matter Streifen. (Tellurische Liniensysteme bei *D*.)
592,0	Matter Streifen. (Tellurische Liniensysteme bei *D*.)
580 — 570	Matte Bande. (BREWSTER's tellurische Liniengruppe *δ*.)

Hieraus dürfte nach VOGEL mit Bestimmtheit hervorgehen, dass Mars eine Atmosphäre besitzt, deren Zusammensetzung von der unsrigen nicht beträchtlich abweicht, und dass vor allem diese Atmosphäre reich an Wasserdampf sein muss. Die rothe Färbung des Mars scheint einer mehr allgemeinen Absorption, die die blauen und violetten

Strahlen in der Marsatmosphäre erleiden, zugeschrieben werden zu müssen, da es nicht gelang, abgesonderte Absorptionsstreifen in diesen Theilen des Spectrums wahrzunehmen. Im rothen Theile des Spectrums, zwischen den Linien *C* und *B*, sind noch Streifen vermuthet worden (z. B. ein Streifen bei 661 milliontel Millimeter Wellenlänge), sie würden dem Absorptionsspectrum der Marsatmosphäre eigen sein, wegen grosser Lichtschwäche gelang es jedoch nicht, ihre Lage mit einiger Sicherheit zu fixiren."

Von den *Planetoiden* sind bisher nur Vesta und Flora von Vogel spectroskopisch untersucht worden. Erstere zeigte zwei Streifen, von denen einer mit der atmosphärischen Bande δ zusammenzufallen schien, letztere liess im Spectrum keine Linien erkennen.

Das Spectrum des Jupiter wurde zuerst von Rutherfurd, darauf von Secchi, Huggins und Le Sueur beobachtet, am genauesten sind jedoch auch hier die Messungen Vogel's. Dieses Spectrum weicht hiernach durch einige Streifen, die hauptsächlich den weniger brechbaren Theilen angehören und unter denen eine dunkle Bande im Roth (617,85 milliontel Millimeter Wellenlänge) auffallend ist, vom Sonnenspectrum ab *(Fig. 121)*.

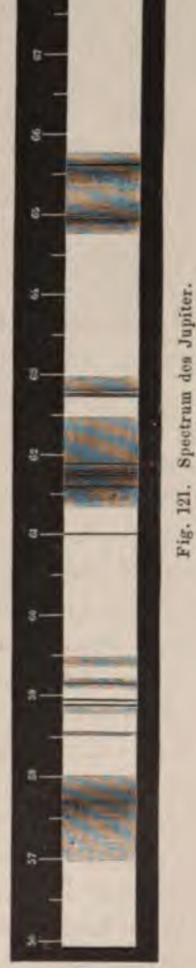


Fig. 121. Spectrum des Jupiter.

Die anderen nicht im Sonnenspectrum anzutreffenden Streifen sind folgende:

Wellenlänge milliontel mm	
656	Mitte eines breiten dunklen Streifens. (Tellurische Linien bei C.)
649,5	Mitte eines breiten dunklen Streifens. (Tellurische Linien.)
628	Schwacher Streifen. (Tellurische Liniengruppe C^6 Brewster, α Angström.)
594,5 } 592,0	Schwacher Streifen. (Tellurische Liniengruppen in der Nähe von D.)
580 } 570	Matter, nach dem Violett verwaschener Streifen. (Tellurischer Streifen δ Brewster.)
524,8	Schwacher Streifen. (Auch im Absorptionsspectrum unserer Atmosphäre vermuthet.)
507 } 500	Matter Streifen. (Tellurische Linien.)

Während in den weniger brechbaren Theilen des Planetenspectrums einzelne Banden auftreten, erleiden nach Vogel die brechbaren Theile Blau und Violett eine mehr gleichförmige Absorption. „Die den Jupiter umgebende Gashülle übt, wie hieraus hervorgeht, auf die sie durchdringenden Sonnenstrahlen eine ähnliche Wirkung aus wie unsere Erdatmosphäre, woraus wir auf Wasserdampf in der Jupiteratmosphäre zu schliessen berechtigt sein dürften. Dem Jupiterspectrum eigen ist die oben erwähnte sehr dunkle Bande im Roth. Ob das Auftreten dieser Bande durch das Vorhandensein eines besondern, in unserer Atmosphäre nicht anzutreffenden Stoffes bedingt wird, oder ob nur das Mischungsverhältniss der Gase ein anderes ist als in unserer Atmosphäre, muss vorläufig unentschieden bleiben. Es wäre sogar möglich, dass bei gleichem Mischungsverhältniss und nur anderen Temperatur- und Druckverhältnissen, die ja auf dem Jupiter gegeben sind, das Absorptionsspectrum des Gasgemisches in der angegebenen Weise verändert werden könnte.

Das Spectrum der dunklen Streifen, die man auf dem Jupiter wahrnimmt, ist, wie die Beobachtungen ergeben haben, hauptsächlich durch die sehr starke gleichmässige Absorption, welche die blauen und violetten Strahlen erleiden, charakterisirt. Es treten keine neuen Absorptionsstreifen auf, wohl aber lässt sich eine Verbreiterung und Verstärkung derselben beobachten, als Beweis dafür, dass die dunklen Theile auf dem Jupiter tiefer gelegen sind. Das Sonnenlicht muss hier einen grössern Weg durch die Atmosphäre zurücklegen und wird infolge dessen eine stärkere Veränderung erleiden.

Die röthliche Farbe des Planeten, sowie vor allen Dingen die rothe Farbe der dunkleren Partien auf dem Jupiter ist aus der gleichförmigen Absorption, welche die Atmosphäre des Planeten auf die brechbaren Strahlen ausübt, zu erklären."

Vogel hat auch das Spectrum des vierten Jupitermondes untersucht. Es war sehr schwach und der rothe Theil fehlte, da es sich nur von *D* bis halbwegs zwischen *F* und *G* erstreckte. Ausser einem dunklen, mit *F* zusammenfallenden Streifen waren noch zwei dunkle Partien bei 567 und 527 milliontel Millimeter Wellenlänge zu erkennen. Letzterer Streifen fiel also mit *E* zusammen.

Die Resultate der spectroskopischen Untersuchungen des Saturn fasst Vogel dahin zusammen, dass die hervorragendsten Linien des Sonnenspectrums im Spectrum des Saturn erkannt werden. „Nicht in Uebereinstimmung mit dem Sonnenspectrum sind einige Banden, vorzüglich im Roth und Orange. Diese fallen zusammen mit Liniengruppen des Absorptionsspectrums unserer Atmosphäre, mit Ausnahme einer sehr intensiven Bande im Sonnen-

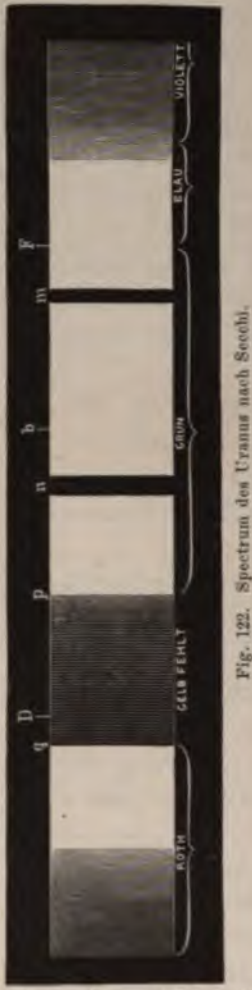


Fig. 122. Spectrum des Uranus nach Secchi.

spectrum, deren Wellenlänge im Mittel aus den an mehreren Abenden angestellten Beobachtungen sich zu 618,2 milliontel Millimeter ergeben hat. Die blauen und violetten Strahlen erleiden eine gleichmässige Absorption beim Durchgange durch die Atmosphäre des Saturn, es ist dies besonders auffallend im Spectrum des dunkleren Aequatorialgürtels. Das Spectrum des Saturn steht demnach in vollster Uebereinstimmung mit dem Jupiterspectrum.

Abweichend ist das Spectrum des *Saturnringes*, in welchem jene charakteristische Bande im Roth fehlt, oder wenigstens nur ganz schwach angedeutet ist, woraus man schliessen dürfte, dass den Ring entweder keine oder eine Gasschicht von nur sehr geringer Höhe oder Dichtigkeit umgiebt.

Das Spectrum des Planeten Uranus ist zuerst von Secchi untersucht worden. Es hat nach ihm zunächst zwei breite schwarze Streifen, einen, *m* *(Fig. 122)*, im Grünblau, aber nicht mit der *F*-Linie coincidirend, den andern, *n*, im Grün nahe bei der Linie *E*. In einer kleinen Entfernung von diesem letztern Streifen verschwindet das Spectrum vollständig und zeigt eine Lücke *qp* bis

über das Gelb hinaus; bloss im Roth erscheint noch ein wenig Licht.

Es ist überaus merkwürdig, dass Huggins und Vogel das Uranusspectrum ganz anders fanden als Secchi. Huggins zeichnet das Uranusspectrum wie in *Fig. 123.* Das untere schmale Spectrum ist das der Sonne, das obere das des Uranus; im erstern finden sich noch des nähern Vergleiches wegen die stärksten Absorptionsbänder der Erdatmosphäre, nämlich das Band hinter *D* (brech-

Fig. 123.



Spectrum des Uranus nach Huggins.

barer als *D)* und die ungefähr in der Mitte zwischen *C* und *D* liegende Liniengruppe. Die unter dem Sonnenspectrum befindliche Scala giebt die Wellenlänge in milliontel Millimeter an.

Im Spectrum des Uranus fehlte keine Farbe vom Roth bei *C* bis zum Blau bei *G*, obwohl es schwer war, bei dem sehr schwachen Lichte desselben die einzelnen Farbengruppen genau zu unterscheiden. Da die geringe Lichtintensität den Beobachter nöthigte, den Spalt verhältnissmässig weit zu öffnen, so waren Fraunhofer'sche Linien nicht bemerkbar, dagegen traten die Absorptionsbänder,

die durch den Planeten selbst erzeugt wurden, so kräftig hervor, dass sich ihre Lage mittels des Mikrometers und durch Vergleichung mit den Spectren irdischer Stoffe, z. B. mit Stickstoff (N) u. s. w., ziemlich leicht bestimmen liess.

Die Absorption des Uranus auf das Sonnenlicht zeigte sich hauptsächlich in sechs breiten Bändern, von denen das am wenigsten brechbare einem so lichtschwachen Theile des Spectrums angehörte, dass sich seine Lage (in der Figur durch eine punktirte Linie angedeutet) nur annähernd abschätzen liess. Die Lage der fünf anderen Bänder wurde mehrere Nächte nach einander mikrometrisch ermittelt. Die stärkste Linie entsprach einer Wellenlänge von ungefähr 544 milliontel Millimeter, während das Band bei 572 der Scala fast eben so breit, aber nicht ganz so dunkel erschien. Der Streifen, welcher der grössten Brechbarkeit entsprach, hatte ganz oder doch sehr nahe die Lage der Linie *F*; ein Vergleich mit einer GEISSLER'schen Wasserstoffröhre ergab, dass dieses Absorptionsband mit der grünblauen Linie $H\beta$ coincidirte.

Die mikrometrischen Messungen von drei Bändern liessen vermuthen, dass sie dieselbe Lage hätten wie einige helle Linien des Luftspectrums; aber ein directer Vergleich mit dem Spectrum des Stickstoffs zeigte, dass das Absorptionsband von der Wellenlänge 572 milliontel Millimeter weniger brechbar ist als die nahe dabei liegende doppelte Linie des Stickstoffs; die beiden Planetenbänder bei 595 und 618 der Scala waren sehr nahe mit hellen Linien des Luftspectrums coincidirend.

Da das Spectrum des Uranus so überaus lichtschwach ist, so liess sich ein sicheres Resultat in dieser Beziehung nicht gewinnen, doch schien es, als ob sämmtliche Streifen

des Planeten nur in einem gewissen Grade weniger brechbar waren als die Luftlinien.

Ein Vergleich des Uranusspectrums mit dem Spectrum der Kohlensäure führte zu dem Resultate, dass die Absorptionsbänder des erstern diesem Gase nicht zugeschrieben werden können. Weder an der Stelle der D-Linie, noch der Hauptlinien, welche durch die Erdatmosphäre in dem Sonnenspectrum erzeugt werden, finden sich in dem Spectrum dieses Planeten Absorptionsbänder.

Vogel fasst seine Untersuchungen in folgender Weise zusammen: „Im Spectrum des Uranus *(Fig. 124)* ist es infolge grosser Schwäche nicht möglich, Fraunhofer'sche Linien zu erkennen, die Mitte des einen Streifens im Planetenspectrum (δ) stimmt jedoch innerhalb der Grenzen der Genauigkeit der Messungen mit der Linie F überein. Es sind im Spectrum des Uranus die Wellenlängen von fünf Streifen mit einiger Sicherheit bestimmt worden, nämlich:

β	618,0 mill. mm	Dunkelste Stelle eines breiten, nach dem Roth verwaschenen Streifens.
	596,0 „ „	Mitte eines schwachen Streifens.
γ	573,8 „ „	Dunkelste Stelle einer breiten, besonders nach dem Violett verwaschenen Bande.
α	542,5 „ „	Mitte des dunkelsten Streifens im Spectrum.
δ	486,1 „ „	Mitte eines Streifens.

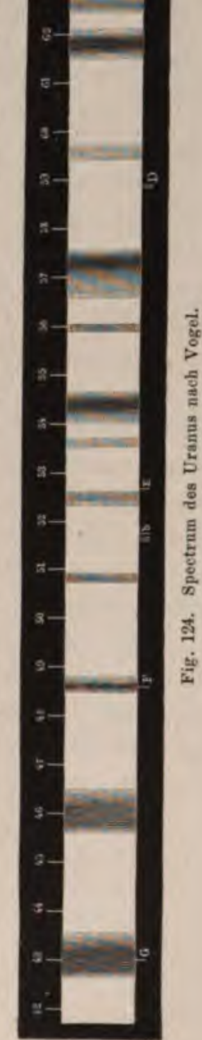


Fig. 124. Spectrum des Uranus nach Vogel.

Ferner wurde die Wellenlänge der dunkelsten Stelle eines im Roth gelegenen Streifens zu 628 milliontel Millimeter gefunden, wegen der viel grösseren Schwäche des Spectrums in dem Theile, wo dieser Streifen liegt, ist aber diese Angabe von geringer Sicherheit. Dasselbe gilt für die am andern Ende des Spectrums gelegenen Banden, für deren Endpunkte (nach dem Violett) die Wellenlängen 457 resp. 427 milliontel Millimeter gefunden worden sind. In dem mittlern Theile des Spectrums konnten noch an einigen Beobachtungsabenden Streifen gesehen werden, deren Lage sich aber nicht mit genügender Sicherheit angeben liess.

Unzweifelhaft sind die im Uranusspectrum sichtbaren Banden durch Absorption der Sonnenstrahlen in der den Planeten umgebenden Atmosphäre entstanden; welche Stoffe jedoch eine solche Absorption herbeiführen, lässt sich nach dem jetzigen Stande der Wissenschaft nicht angeben. Es scheint erwähnenswerth, dass eine der Banden des Uranusspectrums (Wellenlänge 618) mit einer solchen in den Spectren des Jupiter und Saturn genau zusammenfällt."

Das Spectrum des *Neptun*, welches ebenfalls von P. SECCHI untersucht worden ist, zeigt grosse Aehnlichkeit mit dem des Uranus. Dasselbe fand auch VOGEL, der acht Streifen darin erkannte, von denen die drei dunkelsten genauer, wie folgt, bestimmt wurden:

Wellenlänge	
565,7 mill. mm	Ende eines breiten dunklen Bandes.
540,2 „ „	Mitte des dunkelsten Streifens.
485,8 „ „	Dunkle, etwas verwaschene Linie.

Dritte Abtheilung.

Anwendung der Spectralanalyse auf die Fixsterne.

24. Das Spectrum der Fixsterne.

Der Erste, welcher Fixsterne spectroskopisch untersuchte, war FRAUNHOFER, der in seiner wichtigen Abhandlung (1814 und 1815) über die dunklen Linien des Sonnenspectrums erwähnt, dass er auch im Spectrum des Sirius dunkle Streifen erkannt habe. Später, 1823, theilte er ähnliche Beobachtungen an den Sternen Castor, Pollux, Procyon, Capella und Beteigeuze mit. Hierauf folgte eine lange Pause von 40 Jahren, denn erst DONATI stellte um das Jahr 1862 wieder einige, aber unvollkommene Spectralbeobachtungen von Fixsternen an.

Die Ersten, welche mit vervollkommneten Apparaten und sehr eingehend Fixsternspectra studirten, waren HUGGINS, MILLER und L. W. RUTHERFURD. Sie bestimmten durch Messungen die Lage zahlreicher dunkler Linien in den Spectren verschiedener hellerer Sterne und gelangten, indem sie diese Linien mit den bekannten irdischen Elementen verglichen, zu wissenschaftlich begründeten Schlüssen über die Anwesenheit solcher Elemente auf den untersuchten Fixsternen. *Fig. 125* giebt eine schematische Darstellung der Spectra von Aldebaran (α Tauri)

und Beteigeuze (α Orionis) nach den Untersuchungen von Huggins und Miller.

Unter dem Spectrum eines jeden Sterns sind die hellen Linien der Metalle, mit denen man sie verglichen hat, verzeichnet worden. Diese Spectra der irdischen Stoffe erscheinen in dem Spectroskope als helle Linien auf dunklem Grunde in der Lage, wie wir sie in der *Fig. 125* erblicken und zwar dicht unter dem Spectrum des Sterns, so dass man mit grosser Schärfe erkennen kann, ob diese hellen Linien genau mit den dunklen Linien des Sterns coincidiren oder nicht.

Das Resultat der Vergleichung der beiden obigen Sternspectra *(Fig. 125)* mit den irdischen Stoffen ergiebt folgende Tabelle:

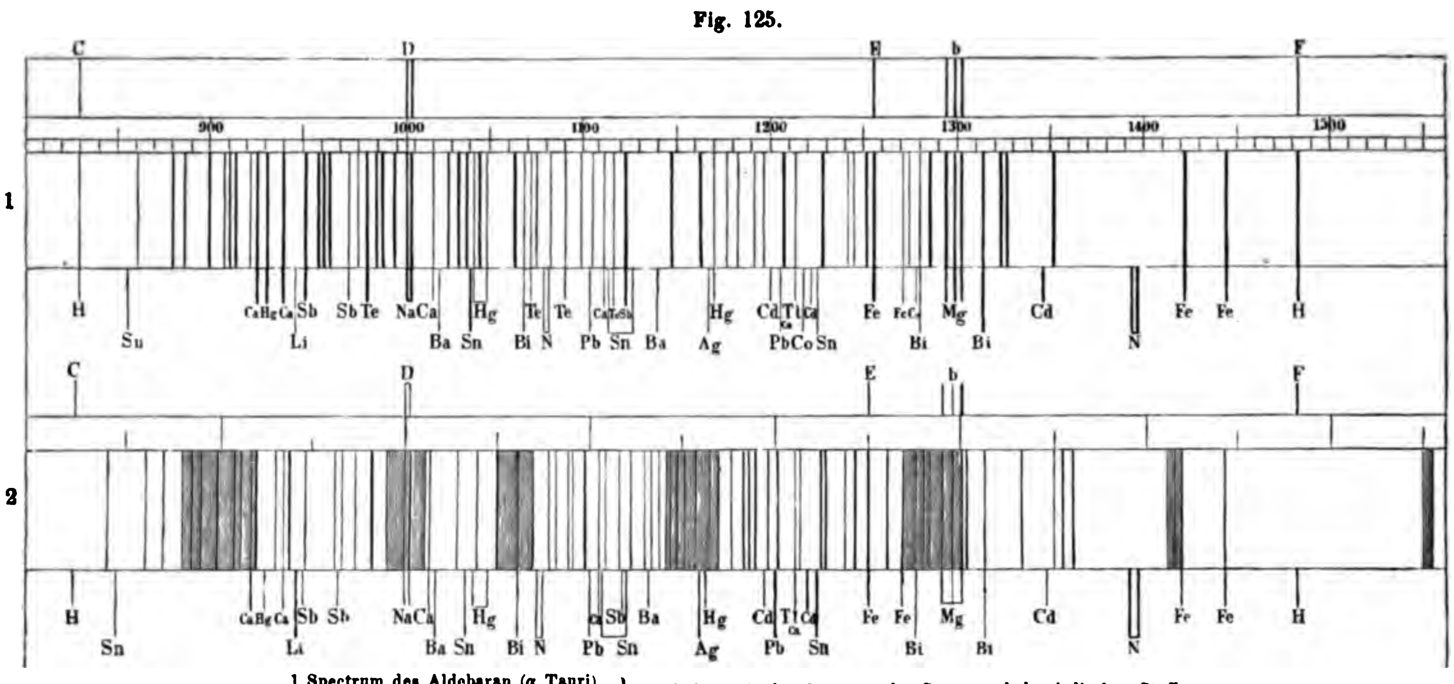
Irdische Stoffe verglichen mit Aldebaran.

Zusammenfallend	Nicht zusammenfallend			
1) Wasserstoff mit den Linien *C* und *F*.	Stickstoff	3	Linien	vergl.
2) Natrium mit der Doppellinie *D*.	Kobalt	2	„	„
3) Magnesium mit der dreifachen Linie *b*.	Zinn	5	„	„
4) Calcium mit vier Linien.	Blei	2	„	„
5) Eisen mit vier Linien und mit *E*.	Cadmium	3	„	„
6) Wismuth mit vier Linien.	Barium	2	„	„
7) Tellur mit vier Linien.	Lithium	1	„	„
8) Antimon mit drei Linien.				
9) Quecksilber mit vier Linien.				

Irdische Stoffe verglichen mit Beteigeuze.

Zusammenfallend	Nicht zusammenfallend			
1) Natrium mit der Doppellinie *D*.	Wasserstoff	2	Linien	vergl.
2) Magnesium mit der dreifachen Linie *b*.	Stickstoff	3	„	„
3) Calcium mit vier Linien.	Zinn	5	„	„
4) Eisen mit vier Linien und mit *E*.	Gold ?			
5) Wismuth mit vier Linien.	Cadmium	3	„	„
6) Thallium ?	Silber	2	„	„
	Quecksilber	2	„	„
	Barium	2	„	„
	Lithium	1	„	„

Fig. 125.



1 Spectrum des Aldebaran (α Tauri) }
2 Spectrum des Beteigeuze (α Orionis) } verglichen mit den Spectren der Sonne und der irdischen Stoffe.

Die Messung und Einzeichnung der Spectrallinien der Fixsterne ist, wie leicht begreiflich, eine mühevolle und sehr subtile Arbeit. Sehr an Sicherheit haben deshalb die Arbeiten dieser Art gewonnen, nachdem es gelang, die Spectra direct auf photographischem Wege darzustellen. HUGGINS und MILLER erhielten schon 1863 eine Photographie des brechbarsten Theils vom Spectrum des Sirius, welches jedoch keine dunkle Linien zeigte. Erst seit dem Jahre 1876 waren sie im Stande, unter Anwendung eines 18zolligen Reflectors, der mit einem vorzüglichen Uhrwerk von GRUBB versehen war, Spectra vieler hellerer Sterne zu erhalten, in denen die dunklen Linien deutlich sichtbar waren. Gleichzeitig konnte auf derselben Platte auch ein Sonnenspectrum behufs unmittelbarer Vergleichung mit dem Sternspectrum erzeugt werden. Es bedarf übrigens keiner Bemerkung, dass nur die Nächte von grösster atmosphärischer Klarheit und Ruhe zu photographisch-spectroskopischen Versuchen geeignet sind.

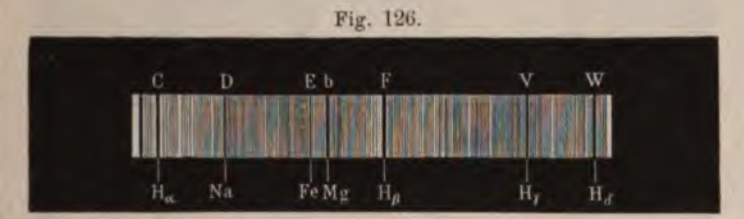
25. Fixstern-Typen.

Ungefähr gleichzeitig mit HUGGINS und MILLER, die etwa hundert der glänzenderen Sterne untersuchten, hat auch RUTHERFURD zahlreiche Sternspectra beobachtet, und dieser kam zuerst auf die Vorstellung, dass zwar die einzelnen Spectra vielfach von einander abweichen, dass sich dieselben aber dennoch in Gruppen oder Typen vereinigen lassen, von denen er drei unterschied. Inzwischen hatte P. SECCHI, durch die Reinheit des italienischen Himmels seinen englischen Mitarbeitern gegenüber sehr bevorzugt, seine Beobachtungen schon im Jahre 1867 auf mehr als 500 Fixsterne ausgedehnt, zu denen später noch über

hundert andere hinzukamen. Gestützt auf dieses reiche Material unterschied er vier Hauptklassen oder *Typen*, auf die sich alle Fixsternspectra zurückführen lassen.

Den *ersten* Typus bildet der allbekannte hellglänzende Fixstern *Sirius* (*Fig. 126* und Farbentafel VIII, Nr. 1). Diese Classe umfasst die meisten Sterne, welche in *weissem* Lichte strahlen (Sirius, Wega, Altair, Regulus, Rigel, die des grossen Bären mit Ausnahme von α u. s. w.). Alle diese Sterne, welche man gewöhnlich *weisse* nennt, obgleich sie in Wirklichkeit schwach blau erscheinen, zeigen ein Spectrum, wie es in *Fig. 127*, Nr. I dargestellt ist. Dasselbe

Fig. 126.



Spectrum des Sirius.

wird von Strahlen aller sieben Farbengruppen gebildet, und ist zuweilen von sehr vielen, aber meist sehr feinen, dagegen stets von vier breiten und sehr dunklen Linien durchzogen. Von diesen vier Linien steht die eine im Roth, die andere im Grünblau, die beiden übrigen im Violett. Sämmtliche vier Linien gehören dem Wasserstoff an und coincidiren mit den vier hellsten Linien ($H\alpha$, β, γ, δ), welche das Spectrum des glühenden irdischen Wasserstoffs, wie man es vermittels der GEISSLER'schen Röhren erhält, ausmachen. In *Fig. 127*, Nr. I entspricht die dunkle Linie *C* der Linie $H\alpha$, *F* der Linie $H\beta$, *V* der Linie $H\gamma$ und *W* der Linie $H\delta$. Ausser diesen breiten charak-

Fig. 127.



Fixsternspectra.

teristischen vier Wasserstofflinien erscheint in dem Spectrum der hellsten Sterne dieser Classe noch eine feine dunkle Linie im Gelb, welche mit der Natriumlinie D zu coincidiren scheint, sowie eine Anzahl noch schwächerer Linien im Grün, welche dem Eisen und dem Magnesium angehören.

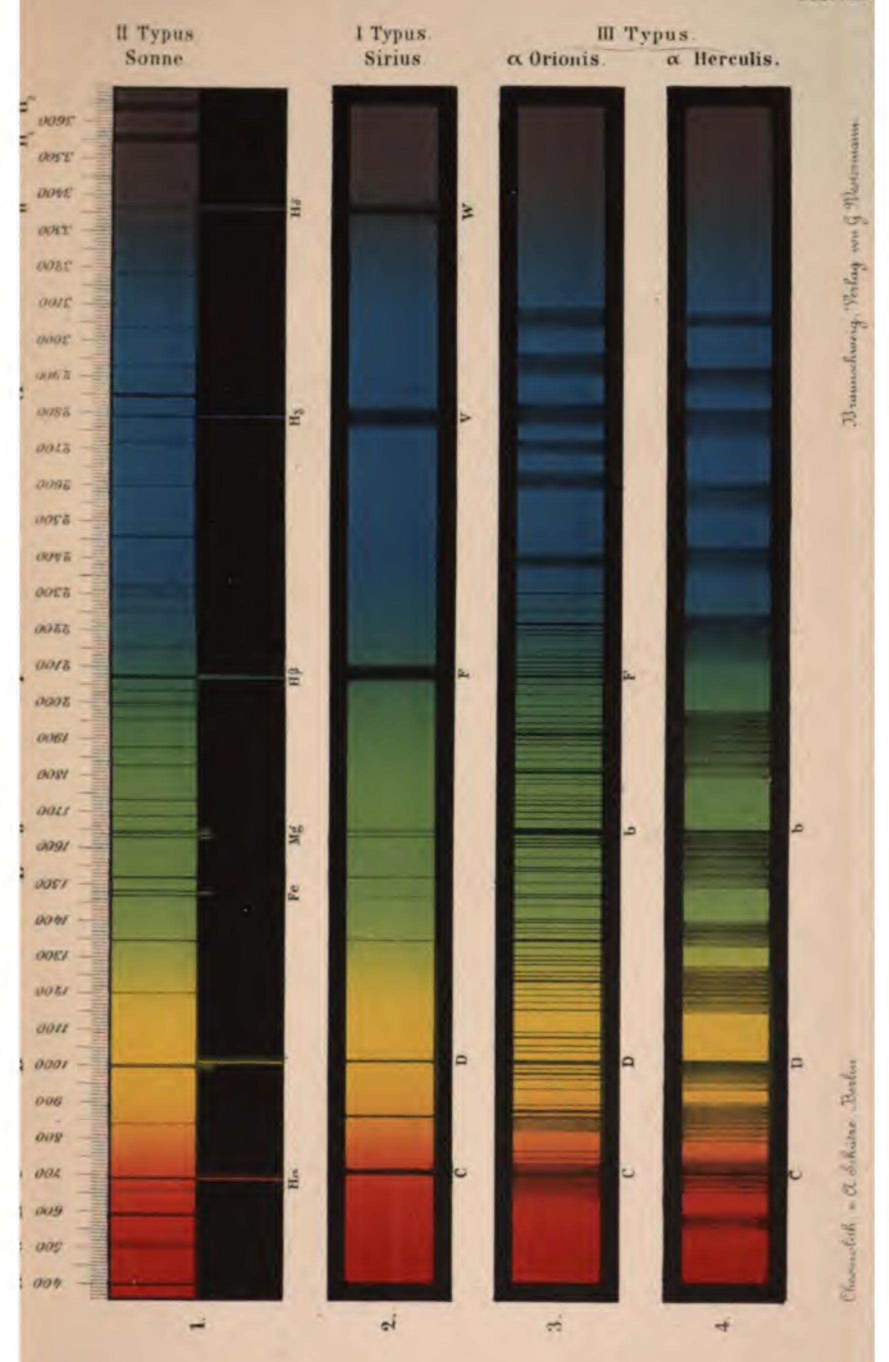
In den kleineren Sternen ist wegen der Lichtschwäche die Linie C im Roth schwer zu erkennen, dagegen erscheint die Linie im Blau oft sehr breit. Alle diese Sterne haben, wie bereits gesagt, eine schwach blaue Färbung, und in Uebereinstimmung damit enthalten ihre Spectra wenig Roth und Gelb, wogegen das Blau und das Violett überwiegt.

Der *zweite* Typus der Fixsterne wird repräsentirt durch das Spectrum von *Arcturus* (α Bootis), oder auch von unserer *Sonne*. Es gehören hierhin meist *gelbliche* Sterne (Capella, Pollux, Arcturus, Aldebaran, α im grossen Bären, Procyon u. s. w.), deren Spectrum vorzugsweise im Roth und im Blau mit *starken* dunklen (FRAUNHOFER'schen) Linien durchzogen, im gelben Theile aber fast ganz davon frei ist. Die FRAUNHOFER'schen Linien im Spectrum der Sonne (*Fig. 127*, Nr. II) geben davon eine Anschauung.

Die hierhin gehörigen Sterne lassen sich nicht gleich leicht studiren; die dunklen Linien sind in dem Spectrum der Capella und des Pollux äusserst fein, dagegen viel breiter und leichter zu erkennen im Arcturus (s. Atlas, Tafel 13) und im Aldebaran. Letzterer Stern kann als eine Mittelstufe zwischen dem zweiten und dritten Typus betrachtet werden, während Procyon den Uebergang bildet vom ersten Typus zum zweiten.

Die dunklen Linien im Spectrum des zweiten Typus stimmen der Lage nach mit den stärkeren FRAUNHOFERschen so vollständig überein, dass man sich ihrer, wie SECCHI anführt, zum Vergleiche bei der Untersuchung

Taf. VIII.



II Typus
Sonne
I Typus
Sirius
III Typus
α Orionis
α Herculis
Hε
Hγ
Hβ
Mg
Fe
Hα
W
V
F
D
C
b
1.
2.
3.
4.
Braunschweig, Verlag von G. Westermann.
Chromolith. v. A. Schütze, Berlin.

anderer Spectra und zur Controlirung der Instrumente bedienen kann. Diese Uebereinstimmung führt ausserdem zu dem Schlusse, dass diese Sterne dieselbe stoffliche Zusammensetzung und sonstige physische Beschaffenheit haben wie die Sonne. Mehrere unter ihnen scheinen ein continuirliches Spectrum zu geben; aber es rührt dieses von der Feinheit ihrer Linien her, die nicht immer deutlich wahrgenommen werden können. Bei reiner und ruhiger Luft und unter Anwendung von guten Instrumenten sind dieselben jedoch stets leicht zu erkennen.

Als *dritten* Typus, der eine Anzahl von Sternen, besonders solche mit *rothem* Licht, umfasst, hat Secchi das Spectrum des Sterns α Orionis und α Herculis (*Fig. 127* und Farbentafel VIII, Nr. 3 und 4) aufgestellt. Die Spectra solcher Sterne erscheinen wie eine Reihe von Säulen, die von der Seite beleuchtet werden, und haben mit diesen eine wahrhaft stereoskopische Aehnlichkeit. Sind die helleren Streifen schmäler als die dunklen, so enthält das Spectrum das Aussehen von aneinandergereihten Cannelirungen. Selbst rothe Sterne bis zur 8. Grösse liessen sich mit Secchi's ausgezeichnetem Instrumente spectroskopisch untersuchen und zeigten dasselbe Verhalten, wogegen von weissen Sternen dieser Grösse ein Spectrum nicht mehr zu erhalten war.

Von den grösseren Sternen gehören nur etwa dreissig zu diesem Typus, darunter α Orionis, α Herculis, β Pegasi, o (Mira) Ceti, Antares u. a.; rechnet man die der zweiten Grösse hinzu, so stellt sich ihre Zahl auf höchstens hundert.

Secchi hebt als besonders bemerkenswerth für diese Sterne hervor, dass die stärkeren Linien des Spectrums, welche die Colonnaden trennen, bei allen Sternen an derselben Stelle stehen.



VIII.
II Typus
Sonne
III Typus
α Orionis
Braunschweig, Verlag von G. Westermann.

Die Spectra dieser Sterne erinnern an das Spectrum der Sonnenflecke, und SECCHI ist daher der Meinung, dass die Sterne des dritten Typus sich von denen des zweiten nur durch die Dicke ihrer Dunsthüllen oder Atmosphären, sowie durch den Mangel an Continuität ihrer Photosphäre unterscheiden; sie hätten demnach Flecke wie die Sonne, nur von verhältnissmässig viel bedeutenderen Dimensionen.

Der *vierte* Typus, dessen Sterne die sechste Grösse nicht überschreiten, ist im Wesentlichen dadurch charakterisirt, dass das Spectrum aus drei hellen, durch dunkle Zwischenräume getrennten Bändern besteht, von denen das glänzendste im Grün liegt und meist bestimmt und stark ausgebreitet erscheint. Das zweite, viel schwächere, oft kaum sichtbare Band liegt im Blau; das dritte, gelbe, erstreckt sich bis zum Roth hin und zerfällt in mehrere Abtheilungen.

Alle diese hellen Bänder haben das Eigenthümliche, dass ihr Licht in der Richtung nach dem Violett zunimmt und dann plötzlich abbricht; in der Richtung zum Roth dagegen nimmt ihre Helligkeit bis zum vollständigen Schwarz ab.

Die Spectra dieser Art stehen daher im geraden Gegensatze zu denen des dritten Typus; denn bei den letzteren sind die säulenartigen Bänder nicht bloss auf gleichem Raume des Spectrums doppelt so zahlreich, sondern es ist auch das Maximum ihres Lichtes dem Roth, das dunkle Ende dem Violett zugekehrt. Die grosse Lichtschwäche der Sterne des vierten Typus verhindert die Anwendung des Spalts und daher lassen sich die Substanzen, welche das Licht dieser Sterne ausstrahlen, nicht mit Sicherheit angeben; ihre Spectra haben indessen die grösste Aehnlichkeit mit dem Kohlenspectrum.

In *Fig. 127*, Nr. IV ist ein Spectrum dieses vierten Typus (Nr. 152 des Katalogs von SCHJELLERUP) gezeichnet. SECCHI hat deren einige dreissig untersucht, von denen Nr. 41, 78, 132, 152 und 273 des Katalogs von SCHJELLERUP am schönsten sind. Die Spectra derselben bieten grosse Verschiedenheiten dar; einige zeigen sogar sehr intensive helle Linien, wie der genannte rothe Stern im grossen Bären (Nr. 152 Schj. in *Fig. 127*, Nr. IV), welcher deren zwei hat im Grün und zwei andere im Grünblau.

Eine besondere Ausnahme von den vorgenannten vier Typen bilden sehr wenige Sterne, die man nach SECCHI zu einem fünften Typus vereinigen kann und die das *directe* Spectrum des *Wasserstoffs* geben. Der bemerkenswertheste Stern dieser Art ist γ Cassiopeæ, dessen Spectrum nach den Messungen von HUGGINS an der Stelle der dunklen Linien C und F die Linien $H\alpha$ (roth) und $H\beta$ (grünblau) hell zeigt und eine gelbe Linie enthält, die wahrscheinlich mit D_3 übereinstimmt. Dasselbe gilt von β Lyræ, einem veränderlichen Sterne, von η Argus, in dessen Spectrum LE SUEUR mit dem grossen Melbourner Teleskop die Linien C, b, F, eine gelbe nahe D (D_3?) und die intensivste Stickstofflinie hell fand, sowie von γ im Schiff und von temporären Sternen, auf welche wir später noch zurückkommen.

Eine systematische Durchmusterung des Sternhimmels in spectroskopischer Beziehung hat D'ARREST in Kopenhagen mit dem dortigen lichtvollen $10^1/_2$zolligen Refractor ausgeführt. Besonders viele Sterne des dritten Typus wurden aufgefunden und es ergab sich, dass dieselben ziemlich zahlreich und nach allen Richtungen über den Himmel zerstreut, auch im Allgemeinen von frappanter Aehnlichkeit unter einander sind. Bei den hellen Sternen dieses

Typus gelang es d'Arrest unter sehr günstigen Umständen einigemal die dunklen Absorptionsbänder in Gruppen von deutlich gesonderten Linien aufzulösen. Diese Linien wachsen in jeder Gruppe der Reihe nach an Tiefe, Schärfe und Dunkelheit nach der violetten Seite hin und erzeugen unter gewöhnlichen Umständen und bei schwächerer Dispersion den Eindruck der an einer Seite scharfen, an der anderen verwaschenen Bande. Vom vierten Typus giebt es am nördlichen Himmel keinen Stern, der hell genug wäre, um zu der Hoffnung zu berechtigen, dass eine ähnliche Beobachtung an ihm gelänge, aber d'Arrest glaubt, dass der Schluss aus Analogie in diesem Falle keinem Bedenken unterliege und auch hier die Bänder aus Linien bestehen.

Zu den interessantesten Spectren gehört das des rothen Sterns achter Grösse in A. R. $12^h\,17^m\,50^s$ und D. $+\,1^{\circ}\,35{,}2'$ (für 1855,0); es erfordert nach d'Arrest's Ausdruck „in seiner charakteristischen Zerrissenheit ein specielles Studium" und ist so hell, dass d'Arrest dasselbe bei Mondschein untersuchen konnte. Nur rothe und gelbe Strahlen zeigen sich darin; im Grün bricht das Licht plötzlich ab und d'Arrest bezeichnet es als Fragment eines Sternspectrums. Von den vielen durch d'Arrest untersuchten Sternspectren erwähnen wir noch das Spectrum des Sterns achter Grösse B. D. (Bonner Durchmusterung) $+\,22^{\circ}$ Nr. 4203; es ist trotz der Schwäche des Sterns auffallend schön und besonders im Blau und Violett von einer grossen Zahl scharf markirter Banden durchzogen. *Fig. 128* zeigt dieses Spectrum nach Vogel's Messungen, wobei das rothe Ende rechts liegt.

Gänzlich abweichend von diesem Spectrum fand Vogel das Spectrum des Sterns sechster Grösse B. D. $+\,2^{\circ}$ Nr. 4703 (Schjell. Katalog Nr. 273). Während bei den früher be-

obachteten Sternen die Banden in den Spectren alle nach dem Roth verwaschen und nach dem Violett mehr scharf erschienen, ist hier bei drei Banden das Gegentheil der Fall. Es ist nach VOGEL's sorgfältiger Darstellung in *Fig. 129* wiedergegeben.

Das Spectrum des Sterns *Lalande* 35611, der in

Fig. 128.



Spectrum des Sterns B. D. + 22° Nr. 4203, nach Vogel.

SCHMIDT's Verzeichniss rothgelber Sterne (Astr. Nachr. Nr. 1902) die Nummer 126 führt und den dieser Astronom als „glühend feuerroth" bezeichnet, fand VOGEL von merkwürdig geringer Ausdehnung. Blau und Violett sind fast vollständig absorbirt; nur Grün, Gelb und Roth sind gut

Fig. 129.



Spectrum des Sterns B. D. + 2° Nr. 4703, nach Vogel.

zu erkennen, von denen jedoch die beiden erstgenannten Farben durch breite, einseitig nach dem Roth scharf abgegrenzte Absorptionsstreifen in ihrer Ausdehnung sehr reducirt sind; im Roth ist eine schwache verschwommene Bande zu erkennen. *Fig. 130* zeigt dieses Spectrum ebenfalls nach VOGEL's Darstellung.

Der Stern 5,2. Grösse, B. D. + 8° Nr. 4997 (Schjell. Katalog Nr. 266) zeigt ein schönes Spectrum *(Fig. 131)*

mit zarten Banden im Grün und Gelb und einer auffallenden dunklen Bande im Roth.

Ein sehr prächtiges Bandenspectrum *(Fig. 132)* fand

Fig. 130.



Spectrum des Sterns Lalande 35611, nach Vogel.

VOGEL ferner bei dem Stern 5,3. Grösse, B. D. + 7° Nr. 4981. Die relativen Intensitäten sind in der Zeichnung möglichst

Fig. 131.



Spectrum des Sterns B. D. + 8° Nr. 4997, nach Vogel.

genau wiedergegeben. Die Messung ergab eine Uebereinstimmung mit den Banden im Spectrum von α Herculis.

Fig. 132.



Spectrum des Sterns B. D. + 7° Nr. 4981, nach Vogel.

Seine zahlreichen Spectralbeobachtungen haben Prof. VOGEL zu einer etwas anderen Classificirung der Fixsterne geführt, als diejenige SECCHI's ist. Er unterscheidet drei Classen, wobei er die Sterne des SECCHI'schen Typus III und IV in seiner dritten Classe vereinigt:

Classe I. Hierhin gehören alle Spectra, in welchen die Metalllinien nur äusserst zart auftreten oder gar nicht zu erkennen sind und die brechbaren Theile des Spectrums. Blau und Violett, durch ihre Intensität besonders auffallen.

a) Spectra, in denen ausser den sehr schwachen Metalllinien die Wasserstofflinien sichtbar sind und sich durch ihre Breite und Intensität auszeichnen (hierher gehören die meisten weissen Sterne, Sirius, Wega).

b) Spectra, in denen entweder einzelne Metalllinien nur ganz schwach angedeutet oder gar nicht zu erkennen sind und die Wasserstofflinien fehlen (β, γ, δ, ε Orionis).

c) Spectra, in denen die Wasserstofflinien hell erscheinen und ausser diesen Linien noch die Linie D_3, ebenfalls hell, sichtbar ist (bis jetzt ist nur β Lyræ und γ Cassiopejæ bekannt).

Classe II. Spectra, in denen die Metalllinien sehr deutlich auftreten. Die brechbareren Theile des Spectrums sind im Vergleich zur vorigen Classe matt, in den weniger brechbaren Theilen treten zuweilen schwache Banden auf.

a) Spectra, mit sehr zahlreichen Metalllinien, die besonders im Gelb und Grün durch ihre Intensität leicht erkenntlich werden. Die Wasserstofflinien sind meist kräftig, aber nie so auffallend verbreitert als bei Classe I, a, in einigen Sternen sind dieselben jedoch schwach und bei solchen sind dann gewöhnlich in den weniger brechbaren Theilen durch zahlreiche dichtstehende Linien entstandene schwache Banden zu erkennen (Capella, Arctur, Aldebaran). Zu diesem Typus gehört u. a. der Doppelstern β Cygni, wovon der eine bläulich, der andere orangefarben erscheint. *Fig. 133* zeigt die Spectra beider Sterne: das obere ist dasjenige des blauen Begleiters, das

untere dasjenige des orangefarbenen Hauptsterns. Bei letzterm bemerkt man die dunklen Linien viel intensiver und dichter an einander gedrängt im blauen und violetten Theile des Spectrums. Die Orangefarbe ist verhältnissmässig weniger von diesen Streifen durchzogen und daher vorherrschend. Für den bläulichen Begleiter finden sich die Gruppen der stärksten dunklen Streifen im Gelb, im Orange und theilweise im Roth; es ist daher ganz natürlich, dass in dem Lichte dieses Sterns die blaue Farbe vorherrscht.

Fig. 133.



Spectra des Doppelsterns β Cygni.

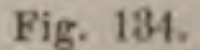
b) Spectra, in denen ausser dunklen Linien und einzelnen schwachen Banden mehrere helle Linien auftreten (*T* Coronæ, auch sind hierzu höchst wahrscheinlich die von Wolf und Rayet beobachteten Sterne im Schwan, sowie der veränderliche *R* Geminorum zu rechnen, obgleich wegen der Lichtschwäche dieser letztgenannten Sterne wohl einzelne dunkle Banden im Roth und Gelb beobachtet wurden, dunkle Linien jedoch nur vermuthet werden konnten).

Classe III. Spectra, in denen ausser dunklen Linien noch zahlreiche dunkle Banden in allen Theilen des Spec-

trums auftreten und die brechbareren Theile des Spectrums auffallend schwach sind.

a) Ausser dunklen Linien sind in den Spectren Banden zu erkennen, von denen die auffallendsten nach dem Violett dunkel und scharf begrenzt, nach dem Roth matt und verwaschen erscheinen (α Herculis, α Orionis, β Pegasi). *Fig. 134* zeigt das Spectrum des Hauptsterns von α Herculis.

b) Spectra, in denen dunkle, sehr breite Banden zu erkennen sind und die Intensitätszunahme entgegengesetzt ist zu derjenigen der vorhergehenden Unter-


Fig. 134.



Spectrum des Hauptsterns von α Herculis.

abtheilung. Die am stärksten hervortretenden Banden sind nach dem Roth scharf begrenzt und am dunkelsten, nach dem Violett dagegen erblassen sie allmählich. (Bis jetzt sind nur schwächere Sterne dieser Art bekannt: Schjell. Kat. rother Sterne Nr. 78, 152, 273 u. a. m.)

26. Huggins' photographische Spectra der Fixsterne.

Es ist bereits oben gesagt worden, dass schon 1864 Huggins und Miller mit Hülfe eines durch ein feines Uhrwerk getriebenen Teleskops mit gutem Erfolge photo-

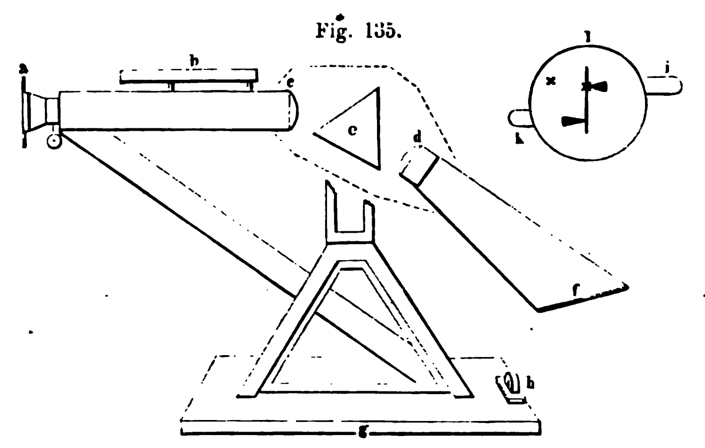
graphische Spectra einiger Sterne erhalten haben. Neuerdings (1879) hat HUGGINS diese Arbeiten wieder aufgenommen und mit feineren Instrumenten und empfindlicheren photographischen Hülfsmitteln eine Reihe von Sternspectren photographisch dargestellt und abgebildet. Er bediente sich dazu eines Teleskops von 18 Zoll Spiegeldurchmesser und eines sehr vervollkommneten Uhrwerks.

Das dazu construirte Spectroskop war folgendermassen eingerichtet *(Fig. 135)*. Das Prisma *e* von isländischem Kalkspath hat einen Winkel von 60° und wurde im Minimum der Ablenkung für die Linie *H* festgestellt. Die Linsen *c* und *d* waren von Quarz. Die Linse des Collimators *c* hatte $1^1/_2$ Zoll Durchmesser und 10 Zoll Brennweite; die Linse *d* hinter dem Prisma, zum Zwecke auf der Platte *f* ein photographisches Bild des Spectrums zu erzeugen, hatte denselben Durchmesser, aber $6^1/_2$ Zoll Brennweite; Prisma und Linsen waren von A. HILGER (London) mit besonderer Sorgfalt angefertigt worden. Das Collimatorrohr hat vorn die Spaltvorrichtung *a* und ein Rohr *b*, welches parallel zu der Achse des Collimators auf letzterm befestigt ist und dazu dient, vermittels des Teleskopoculars und einer auf der Grundplatte sitzenden Schraube *h* die Mittelpunkte der Linsen *c* und *d* genau in die Achse des Teleskops einzustellen.

Die Spaltplatte *l* aus polirtem Silber hatte zwei Klappen, welche durch die Knöpfe *i* und *k* nach Belieben geöffnet und geschlossen werden konnten; jede Klappe wirkte schliessend oder öffnend auf die Hälfte der Spalthöhe und gestattete, entweder das Spectrum des Sterns allein, oder gleichzeitig oder später das Spectrum des Tageslichtes oder einer anderen Lichtquelle auf derselben photographischen Platte *f* darzustellen.

Die photographischen Platten (Gelatine-Trockenplatten) waren $1\frac{1}{2}$ Zoll lang und $\frac{1}{2}$ Zoll hoch, die Länge des photographischen Spectrums erstreckt sich zwischen den Linien *G* und *P* im Ultraviolett über etwa einen halben Zoll. Die Schärfe der erhaltenen Photographien ist so gross, dass man sie ungeachtet ihrer geringen Grösse mit einem Mikroskop von schwacher Vergrösserung mit Erfolg untersuchen kann. Etwa vierzehn Linien lassen sich zwi-

Fig. 135.



Huggins' Spectroskop zur Photographie der Sternspectra.

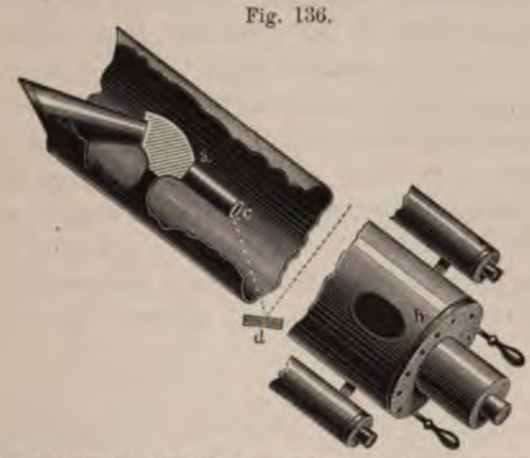
schen *H* und *K* unterscheiden. Die Grundplatte des Spectroskops war an ihren Rändern *g* falzenförmig abgeschliffen und konnte damit in entsprechenden Nuten in das Teleskop unverrückbar fest eingeschlossen werden.

Die *Fig. 136* zeigt dieses Spiegelteleskop nach Einsetzung des Spectroskops *ac*. Auf dem Boden des Teleskoprohres sitzt der 18zollige Spiegel *b*. An die Stelle des in seinem Mittelpunkte befindlichen Oculars ist ein kleines GALILÄI'sches Fernrohr angebracht, durch welches man alle Einzelheiten des eingefügten Spectroskops und namentlich

dessen Spaltplatte c genau übersehen kann. Mit Hülfe eines kleinen, seitlich vom Teleskoprohre befestigten drehbaren Spiegelchens d lässt sich die Spaltplatte c durch gelbes Licht beleuchten und das punktförmige Bild eines Sterns genau in die Spaltöffnung bringen.

Die Messungen der Linien auf den Photographien wurden durch ein an einem geeigneten Mikroskope befestigtes Mikrometer ausgeführt und die Umwandlung der

Fig. 136.



Durchschnitt des Spiegelteleskops nach Einsetzung des Spectroskops.

gemessenen Positionen in Wellenlängen geschah durch ein graphisches Verfahren, wobei die Karte des ultravioletten Theiles des Sonnenspectrums von Cornu und Mascart zu Grunde gelegt wurde.

Die hauptsächlichsten Resultate von Huggins sind auf einer Tafel wiedergegeben, welche im Atlas, Tafel 13, reproducirt ist. Zum Vergleich ist oben und unten das normale Sonnenspectrum von Cornu in der Ausdehnung von G bis O im Ultraviolett beigefügt. Die sechs ersten

Spectra gehören weissen Sternen an, die im Wesentlichen einen einzigen Spectraltypus bilden. Es sind dies die Sterne Wega, Sirius, η im grossen Bären, α der Jungfrau, α des Adlers und α des Schwans. Das typische Spectrum besteht hier aus zwölf sehr starken, an den Rändern verwaschenen Linien; die beiden am wenigsten brechbaren fallen mit den Wasserstofflinien von 4340 und 4101 zehnmilliontel Millimeter Wellenlänge, die dritte Linie mit H des Sonnenspectrums zusammen; die starke Linie K (H_2) des Sonnenspectrums ist nur durch eine feine Linie repräsentirt, ja sie scheint sogar im Sirius und bei η im grossen Bären ganz zu fehlen. Huggins bemerkt, dass die relativen Stellungen dieser zwölf Linien in gewissem Sinne symmetrisch sind, indem jedes Paar Linien näher zu einander ist in dem Masse, als sie brechbarer sind. Nach den Untersuchungen von Dr. H. C. Vogel sind vier dieser Linien höchst wahrscheinlich dem Spectrum des Wasserstoffs angehörig und haben in zehnmilliontel Millimeter die Wellenlängen:

nach H. C. Vogel	nach Huggins
3968	3968 H
3887	3887,5 α
3834	3834 β
3795	3795 γ

Huggins hat die neun starken Linien, die brechbarer sind als H, mit den Buchstaben des griechischen Alphabets bezeichnet. Es sind folgende:

Wellenlänge zehnmilliontel mm	Wellenlänge zehnmilliontel mm	Wellenlänge zehnmilliontel mm
α 3887,5	δ 3767,5	η 3717,5
β 3834	ε 3745,5	ϑ 3707,5
γ 3795	ζ 3730	ι 3699

In den Photographien der typischen Sterne erstreckt sich ein continuirliches Spectrum bis über die Linie S hin-

aus, aber jenseits der zwölften Linie von 3699 zehnmilliontel Millimeter Wellenlänge ist keine andere sichtbar. In dem Masse, als sich die Sterne dem Typus der Sonne nähern, werden die mehrfach genannten zwölf typischen Linien schmäler und erscheinen an den Rändern weniger verwaschen. Endlich stellen sich noch andere Linien ein, und diejenige, welche die Stelle von *K* des Sonnenspectrums einnimmt, wird breit und verschwommen.

Das Spectrum der *Wega* zeigt die oben erwähnten zwölf Linien, ausserdem vermuthet HUGGINS noch eine sehr feine Linie zwischen *H* und *K*. Das continuirliche Spectrum erstreckt sich bis *S* im Ultraviolett.

Das Spectrum des *Sirius* ist sehr ähnlich demjenigen der Wega, die typischen Linien desselben sind jedoch etwas breiter und an den Rändern mehr verwaschen. HUGGINS hat darin folgende Wellenlängen bestimmt:

zehnmilliontel mm	zehnmilliontel mm
H 4340	α 3887,5
h 4101	β 3834
H_1 3968	γ 3795
	δ 3767,5

Das Spectrum des Sterns η im grossen Bären ist ebenfalls demjenigen der Wega sehr ähnlich, doch zeigt es die erste Andeutung von feinen Linien im photographischen Theile. Das continuirliche Spectrum erstreckt sich bis zu *S*. Folgende Linien wurden gemessen:

Wellenlänge zehnmilliontel mm	Wellenlänge zehnmilliontel mm	Wellenlänge zehnmilliontel mm
H 4340	H_1 3968	δ 3767,5
4087,5	α 3887,5	ε 3745,5
4137,5	β 3834	ζ 3730
h 4101	3820	η 3717,5
4121	γ 3795	ϑ 3707,5

Das Spectrum von α der Jungfrau zeigt die zwölf typischen Linien bereits ziemlich schmal und begrenzt an den Rändern; gleichzeitig erscheint schon eine grössere Anzahl von feinen dunklen Linien. In der Position von K ist wahrscheinlich eine sehr feine Linie vorhanden. Folgende Linien wurden gemessen:

	Wellenlänge zehnmilliontel mm		Wellenlänge zehnmilliontel mm			Wellenlänge zehnmilliontel mm	
H	4340	H_1	3944,5		δ	3767,5	
	4137,5	K	3933	wahrscheinlich vorhanden	ε	3745,5	
	4120		3920		ζ	3730	
h	4101	α	3887,3		η	3717,5	
	4022,5	β	3834		ϑ		zweifelhaft
	4004,5		3816,1		ι		
H_1	3968	γ	3795				

Im Spectrum von α im Adler sind sämmtliche Linien schmaler und besser begrenzt an den Rändern als im Spectrum der Wega, auch zeigen sich neben den typischen Linien zahlreiche andere, so dass das Spectrum sich im Allgemeinen bereits beträchtlich demjenigen des Sonnentypus nähert. Die Linie K erscheint stark, jedoch noch schwächer als H. Folgende Linien, in zehnmilliontel Millimeter, wurden ihrer Wellenlänge nach in diesem Spectrum bestimmt:

H	4230	h	4000 ⎱	α	3862,5	δ	3767,5	ι	3698
	4172,5		3997 ⎰		3854		3757,5		3690
	4131 ⎱	H_1	3968	β	3834	ε	3745,5		3677,5
	4120 ⎰	K	3933		3816	ζ	3730		3656
h	4101		3915		3807,5	η	3717,5		3654
	4072	α	3887,5	γ	3795	ϑ	3707,5		3637,5
	4022,5								

Das Spectrum von α Cygni gleicht noch mehr demjenigen des Sonnentypus als die bisher genannten. HUGGINS hat folgende Linien gemessen:

Wellenlänge zehnmilliontel mm	Wellenlänge zehnmilliontel mm	Wellenlänge zehnmilliontel mm	Wellenlänge zehnmilliontel mm
H 4340	*α* 3887,5	*γ* 3795	*ε* 3745,5
h 4101	3862,5	*δ* 3767,5	*ζ* 3730
H_1 3968	*β* 3834	3757,5	*η* 3717,5
K 3933			

Das Spectrum des *Arcturus* ist ziemlich von demjenigen der vorhergenannten Sterne verschieden und gehört in die Classe derjenigen Spectra, welche mit dem Sonnenspectrum übereinstimmen. Die Linie *K* ist sehr breit und verwaschen, und zwar mehr als die Linie *H;* auch tritt sie mehr hervor als die entsprechende Linie im Sonnenspectrum. Das ganze photographische Spectrum erscheint durchzogen von Linien, welche denjenigen im Sonnenspectrum ähnlich sind; 21 der stärkeren sind gemessen und in die Tafel eingetragen worden; einige davon stimmen in ihrer Lage mit Linien des Sonnenspectrums überein. Huggins giebt folgendes Verzeichniss der Wellenlänge der gemessenen Linien in zehnmilliontel Millimeter:

H_1 4340 wie im Sonnenspectrum	H_1 4112	*α* 3870	*γ* 3755
4325 } zweifellos die Gruppe *G*	*h* 4099	3859	*ε* 3745,5
4307,5 }	4075	3856	3732,5
4289	4064	3850	*ζ* 3730
4271	4055	3838	*η* 3717,5
4252,5	4045	3835	*ϑ* 3705,5
4237,5	4043	3832,5	3702,5
4227,5	4040	3822,5	3690
4214	3995	3815	3682,5
4201	3980	3814,5	3672,5
4195	H_1 3968	3810	3662,5
4185	H_2 3933	3805	3657,5
4176	3920	3798	3641
4170	3905	*γ* 3795	3637,5
4150 } wahrscheinlich eine Liniengruppe	3900	3789	3625
4141 }	*α* 3887,5	3775	3610
4132,5	3881	3762,5	3602,5

ϑ 3592,5	ϑ 3551	ϑ 3504,5	ϑ 3475
3585	3515	3487	3467
3575	3507,5	3482	3457
3560			

Huggins hat auch noch Photographien des Sterns *Rigel* erhalten. In demselben sind alle typischen Linien sichtbar, dieselben erscheinen breiter als im Spectrum von α im Schwan, aber nicht so breit wie im Spectrum von α der Jungfrau. Photographien des Spectrums von Beteigeuze waren sehr schwierig zu erhalten, denn eine viermal längere Exposition, als für den Sirius nothwendig ist, ergab nur ein ziemlich eng begrenztes Spectrum; dasselbe war am deutlichsten in der Nähe von *G*. Huggins giebt folgende Wellenlängen der stärksten Linien in demselben zwischen *G* und *H*:

4340	4298,5	4226	4145	4099	4025
4319	4252	4171	4132	4075	

Aldebaran erfordert zum Photographiren des Spectrums ebenfalls eine sehr lange Exposition. Der Theil zwischen *F* und *H* zeigt sich auf der von Huggins erhaltenen Photographie mit feinen Linien bedeckt, von denen diejenigen zwischen *G* und *H* sehr breit, stark und an den Rändern verwaschen erscheinen. Das Spectrum der *Capella* zeigt sich in der photographischen Aufnahme von der Linie *F* bis zur Linie *S*, es gleicht so sehr dem Sonnenspectrum, dass man es mit diesem verwechseln könnte. Die Linien *G*, *H* und *K* haben fast dieselbe relative Intensität und Breite wie im Sonnenspectrum, auch mehrere Liniengruppen bei *H* des Sonnenspectrums. Hieraus, bemerkt Huggins, kann man schliessen, dass dieser Stern sich in einem Entwickelungsstadium befindet, welches mit demjenigen unserer Sonne sehr nahe übereinstimmt.

Ungefähr gleichzeitig mit HUGGINS hat sich auch HENRY DRAPER mit der Photographie der Sternspectra beschäftigt. Nach seiner Ansicht lassen sich diese Spectra in zwei Gruppen theilen, nämlich solche, welche dem Sonnenspectrum sehr ähnlich sind, und solche, in denen verhältnissmässig nur wenig Linien, aber von grosser Breite und Intensität, vorhanden sind. DRAPER stimmt mit HUGGINS darin überein, dass die photographischen Spectra des Arcturus und der Capella keine wesentlichen Unterschiede vom Sonnenspectrum zeigen, dass aber die Spectra von Wega und α im Adler davon total verschieden sind. Derselbe hat indessen die von ihm erhaltenen Photographien noch nicht publicirt.

27. Veränderliche Sterne.

Unter den Fixsternen giebt es mehrere, die von Zeit zu Zeit ihren Glanz und ihre Helligkeit im Vergleiche zu den benachbarten Sternen ändern, die an Licht zu- oder abnehmen und sogar bis zur völligen Unsichtbarkeit herabsinken. Die *Periode* der Veränderlichkeit ist die Zeit, welche zwischen zwei aufeinander folgenden grössten (oder geringsten) Helligkeiten verfliesst.

Unter den *Veränderlichen* bietet Mira Ceti *(der Wunderbare Stern im Walfische)* besonders Interesse, weil er im Maximum seiner Helligkeit den Glanz eines Sterns zweiter Grösse erreicht, im Minimum aber bis zu neunter oder zehnter Grösse herabsinkt. Nicht minder interessant ist *β Persei.* Im Glanze eines Sterns zweiter bis dritter Grösse strahlt er 2 Tage $13^1/_2$ Stunden, dann sinkt er in $3^1/_2$ Stunden bis zur vierten Grösse herab; nimmt hierauf wieder zu und in weiteren $3^1/_2$ Stunden erreicht er wieder seinen ersten

Glanz. Alle diese Veränderungen gehen in regelmässiger Wiederkehr in weniger als drei Tagen vor sich, wobei der Stern stets für das unbewaffnete Auge sichtbar bleibt.

Die Ursache der Veränderlichkeit dieser Fixsterne ist noch keineswegs ergründet, sie mag auch im Einzelnen sehr verschieden sein. Bei denjenigen Sternen, die wie β Persei nur einen auf wenige Stunden beschränkten Lichtwechsel zeigen, ist die Helligkeitsabnahme wahrscheinlich dem Vorübergange eines dunklen Planeten vor jenen Fixsternen zuzuschreiben, indem der dunkle Planet einen Theil vom Lichte des Sterns, für den Anblick von der Erde aus, auffängt. Bei andern Veränderlichen kann man mit ZÖLLNER eine Rotation um die Axe und partielle Bedeckung der leuchtenden Oberfläche mit dunklen Abkühlungsproducten, vergleichbar den Schlacken, annehmen, wobei diese dunklen Schlackenmassen sich in ganz bestimmten Anordnungen ablagern und dadurch auf der Oberfläche des Sterns eine ungleiche Vertheilung von feurig-flüssiger *leuchtender* und *nicht leuchtender* Schlackenmaterie hervorbringen. Wenn diese Vertheilung eine ungefähre Gestalt hätte, wie ZÖLLNER sie *(Fig. 137)* gezeichnet hat, so dass die weiss gezeichnete leuchtende flüssige Masse in der Richtung der Pfeile *a b*, der Rotation des Sterns um seine Achse entgegen, nach Art der Polarströme auf unserer Erde sich bewegt und gegen die dunkle Schlackenmasse festgestaut hätte, so

Fig. 137.



Die Veränderlichkeit eines Sterns nach Zöllner.

würde der Wechsel in der Helligkeit des Lichtes, welches von diesem Sterne zu uns kommt, sowie die Periodicität desselben während seiner Achsendrehung sich wenigstens für manche Fälle erklären lassen.

Diesen verschiedenen Ansichten gegenüber ist es lehrreich zu erfahren, welche Aufschlüsse die bis jetzt erlangten Resultate der Spectralanalyse gegeben haben.

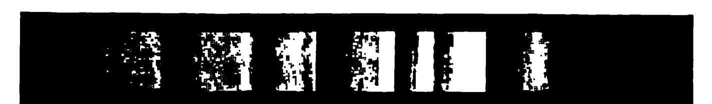
Secchi, Huggins und Miller haben sich mit Untersuchungen dieser Art mehrfach beschäftigt und die Letzteren haben gefunden, dass in dem Spectrum von *Beteigeuze* (α Orionis), *Fig. 125*, im Februar 1866, wo der Stern im Maximum seiner Helligkeit war, die Gruppe von dunklen Streifen fehlte, deren genauere Lage von ihnen zwei Jahre vorher mit der grössten Sorgfalt bestimmt worden war (in der *Fig. 125* bei Nr. 1069,5 der Scala durch eine starke Linie begrenzt).

Auch Secchi hat an einer dunklen Linie desselben Sterns während seines Helligkeitswechsels Veränderungen wahrgenommen. Er glaubte ausserdem gefunden zu haben, dass das dem Kerne eines Sonnenflecks zugehörige Spectrum mit dem Spectrum mehrerer rother Sterne, namentlich des α Orionis, Antares, Aldebaran, o im Walfisch u. s. w. eine grosse Aehnlichkeit hat. Eine Reihe von dunklen Banden und Streifen, wie sie in dem unter *Fig. 125* (2) abgebildeten Spectrum von α Orionis eingezeichnet sind, zeigen sich gleichmässig in dem Spectrum der Sonnenflecke wie in den Spectren der genannten rothen Sterne, was zu der Vermuthung führt, dass die rothe Farbe dieser Sterne aus derselben Ursache herrührt, welche die Absorptionsstreifen in dem Spectrum der Sonnenflecke erzeugt. Von anderen Veränderlichen ist *R* Geminorum hervorzuheben, in dessen Spectrum Secchi zur Zeit des Maximums eine

helle Wasserstofflinie beobachtete, ebenso bei dem Veränderlichen β Lyræ. Der Veränderliche β Persei, der seinem Spectrum zufolge zum ersten Typus gehört, zeigt nicht die geringste Veränderung seines Spectrums zur Zeit des kleinsten Lichtes, und SECCHI und VOGEL neigen daher zu der Ansicht, dass bei diesem Fixstern periodisch ein dunkler Körper in die Gesichtslinie zur Erde tritt und die Lichtabnahme hervorruft.

VOGEL hat ebenfalls die Spectren mehrerer Veränderlicher untersucht. Er findet bei *R* Lyræ ein sehr schönes Spectrum, das demjenigen von α Herculis gleicht *(Fig. 138)*. Das Spectrum von *R* Leporis liess am 11. De-

Fig. 138.



Spectrum des Veränderlichen *R* Lyræ, nach Vogel.

cember 1873, als der Stern dem Maximum seines Glanzes nahe war, im Gelb und Grün je eine breite Bande erkennen; die brechbareren Theile waren sehr stark absorbirt, Roth und Gelb dagegen ziemlich intensiv.

Bei *R* Geminorum fand VOGEL übereinstimmend mit SECCHI *helle* Linien, doch war deren Erscheinen nicht lediglich auf die Zeit des Maximums beschränkt, „so dass demnach nicht anzunehmen ist, dass die Zunahme der Helligkeit des Sterns eine Folge von Ausbrüchen derjenigen Gase ist, welchen die hellen Linien im Spectrum angehören.“ Uebrigens sind es nach VOGEL weder die Wasserstoff- noch die *D*-Linien, welche in diesem Spectrum hell erscheinen. Die hellen Linien im Spectrum von β Lyræ sind ihrer Lage nach von VOGEL genau bestimmt worden; die Wellen-

längen sind resp. 587,5, 485,9, 434,0. Die erste Linie ist etwas brechbarer als D und fällt mit einer, zuerst in den Protuberanzen aufgefundenen Linie (D_3) zusammen, die beiden anderen gehören dem Wasserstoff an. Ausser diesen Linien wurden noch einige schwächere vermuthet. Eine davon liegt zwischen D und C, die anderen sind wahrscheinlich mit den Linien b (Magnesium) des Sonnenspectrums zusammenfallend. Die hellen Linien im Spectrum von β Lyræ scheinen sonach mit den Linien der Chromosphäre unserer Sonne übereinzustimmen. Aehnliches gilt für den Stern γ Cassiopejæ. Wolf und Rayet haben zuerst auf drei schwache Sterne im Schwan aufmerksam gemacht, deren Spectren ebenfalls helle Linien aufweisen. In der That fand Vogel, dass bei diesen Sternen sich die hellen Linien ganz ungewöhnlich glänzend von dem schwachen continuirlichen Spectrum abheben. Mittels seines oben (§ 21) beschriebenen Spectralapparates konnte Vogel jene Spectren genauer untersuchen und die Lage der Linien genähert bestimmen.

Im Spectrum des ersten Sterns 8,5. Grösse B. D. + 35° Nr. 4001 (A. R. 20^h 5^m 31^s D. + 35° 49,5′ für 1875) sah Vogel vier helle Linien (579,5 sehr schwach, 567,5 nur zeitweise sichtbar, 536 sehr hell, 468 sehr hell und breit gegen Violett verwaschen). Im Spectrum des zweiten Sterns, 8,0. Grösse B. D. + 35° Nr. 4013 (A. R. 20^h 7^m 12^s D. + 35° 49,6′) sind die vier hellen Linien am leichtesten zu erkennen, aber die Intensitätsverhältnisse derselben gegen einander sind andere als bei dem vorhergehenden Sterne. Eine auffallend dunkle Bande reicht von 565 bis 554 milliontel Millimeter W.-L. Beim dritten Sterne, achter Grösse B. D. + 35° Nr. 3956 (A. R. 20^h 9^m 51^s D. + 35° 16,8′) erscheinen wiederum die vier hellen Linien und das

Spectrum scheint nach dem rothen Ende durch die erste helle Linie begrenzt zu sein. Die Spectra der drei Sterne zeigen eine völlige Uebereinstimmung in der Lage der hellen Linien, aber Unterschiede in den Intensitätsverhältnissen derselben. Die Farben dieser Sterne lassen sich schwer feststellen; nach VOGEL würden die beiden ersten gelblich, der dritte weisslich gelb sein; ob sie zu den Veränderlichen gehören, muss durch weitere Beobachtungen festgestellt werden.

28. Neue oder temporäre Sterne.

Zu den veränderlichen Sternen können auch jene gerechnet werden, welche von Zeit zu Zeit, aber immer nur in sehr langen Intervallen, plötzlich am Himmel aufflammen, dann aber in mehr oder weniger langer Zeit wieder verschwinden, und die durch die Seltenheit ihrer Erscheinung, wie durch die gewaltige Revolution im Weltenraume, die sie ankündigen, immer das grösste Interesse und das allgemeinste Erstaunen erregen. Nach einer Zusammenstellung von A. v. HUMBOLDT lassen sich seit 134 v. Chr. bis 1848 n. Chr., also in einem Zeitraume von ungefähr 2000 Jahren, nur 21 solche Ereignisse verzeichnen, von denen die berühmtesten sind der Stern in der *Cassiopeja* von TYCHO BRAHE (1572), der an Glanz den Sirius und den Jupiter übertraf und mit Venus verglichen werden konnte, aber nach siebenzehn Monaten für das blosse Auge spurlos verschwand;* sowie der von KEPLER (1604) am rechten Fusse des *Schlangenträgers* (Ophiuchus) beobachtete Stern, der an Glanz ebenfalls

* Das Fernrohr wurde erst 37 Jahre später erfunden.

den Jupiter, nicht aber die Venus übertraf und nach fünfzehn Monaten nur noch mit dem Teleskope beobachtet werden konnte. Eine charakteristische Eigenthümlichkeit dieser temporären Sterne ist die, dass sie meist sehr rasch an Lichtstärke gewinnen, aber langsam und unregelmässig abnehmen.

Es hat sich glücklich getroffen, dass einige dieser räthselhaften Ereignisse in der neuesten Zeit eingetreten sind, wo die Spectralanalyse in ihrer Anwendung auf den gestirnten Himmel schon einen hohen Grad der Ausbildung erlangt hat. In der Nacht vom 12. Mai 1866 bemerkte John Birmingham in Tuam (Irland) einen neuen, sehr glänzenden Stern, heller als die Sterne zweiter Grösse, in dem Sternbilde der nördlichen Krone. In der folgenden Nacht wurde derselbe auch von Courbebaisse in Rochefort und einige Stunden vorher von Julius Schmidt in Athen beobachtet, der ausdrücklich erklärt, dass in der Nacht des 12. Mai der neue Stern nicht vor 11 Uhr sichtbar gewesen sein könne, weil er nach *R* in der *Krone* gesehen habe, folglich der neue Stern, wenn bereits sichtbar, jedenfalls seine Aufmerksamkeit erregt haben müsse. In derselben Nacht des 13. Mai nahm die Helligkeit zusehends ab und am 16. Mai war der Stern nur noch von der vierten Grösse. Seine Abnahme erfolgte nun ziemlich schnell; am 17. Mai war er von der 4,9., am 18. Mai von der 5,3., am 19. Mai von der 5,7., am 20. Mai von der 6,2. Grösse und am Ende des Monates war er fast bis auf die neunte Grösse herabgesunken.

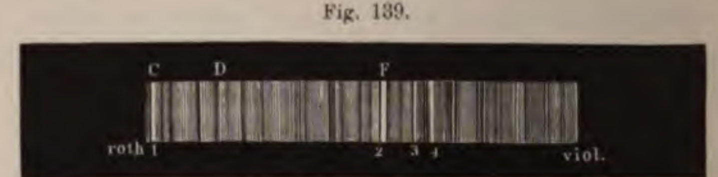
Dass der Stern nicht neu war, zeigte Argelander's „Durchmusterung des nördlichen Himmels", woselbst er sich unter Nr. 2765 in +25 Grad Declination verzeichnet findet. Argelander hat denselben am 18. Mai 1855 und

am 31. März 1856 beobachtet und seine Lichtstärke beidemal gleich gross, nämlich von der neunten bis zehnten Grösse gefunden.

Der erste Beobachter, BIRMINGHAM, benachrichtigte am 14. Mai HUGGINS von seiner Entdeckung, und so wurde letzterer in den Stand gesetzt, von dem 15. Mai an in Gemeinschaft mit MILLER das Spectrum dieses Sterns zu untersuchen, als er noch nicht viel unter die dritte Grösse herabgesunken war. Das Ergebniss dieser Untersuchungen war folgendes:

Das Spectrum des Sterns war sehr merkwürdig und

Fig. 139.



Spectrum des temporären Sterns *T* Coronæ borealis. (15. Mai 1866.)

gab deutlich zu erkennen, dass sein Licht zusammengesetzt war und aus zwei verschiedenen Quellen stammte, deren jede für sich ein besonderes Spectrum gab. Das Gesammtspectrum, *Fig. 139*, zeigte sich nämlich aus zwei von einander unabhängigen und sich überdeckenden Spectren zusammengesetzt; man erkennt darin zunächst ein continuirliches, von dunklen Linien durchzogenes Spectrum, wie es die Sonne und die übrigen Sterne liefern; ausserdem aber ist noch ein zweites, aus *vier hellen* Linien bestehendes Spectrum vorhanden, die sich wegen ihrer Breite und Helligkeit auf dem dunklen Hintergrunde des erstern Spectrums deutlich abzeichnen.

Das von dunklen Linien durchzogene Hauptspectrum

bekundet das Vorhandensein einer Photosphäre von weissglühender, höchst wahrscheinlich fester oder flüssiger Materie, welche von einer Atmosphäre kälterer und durch Absorption die dunklen Linien hervorrufender Dämpfe umgeben ist. Dieses Absorptionsspectrum enthält zwei starke dunkle Streifen von etwas geringerer Brechbarkeit als die Linie D im Sonnenspectrum; eine schattige Gruppe erstreckt sich bis in die Nähe von D und eine feine Linie fällt mit D zusammen. Bis zu diesem Punkte ist die Constitution dieses Sterns der der Sonne und der Sterne analog. Aber der Stern hat noch ein zweites, aus *hellen* Linien bestehendes Spectrum, welches das Vorhandensein einer zweiten Lichtquelle anzeigt und zwar das Licht eines *glühenden*, intensiv *leuchtenden Gases*.

Als Huggins am 17. Mai das Spectrum des Sterns gleichzeitig mit dem Spectrum des Wasserstoffgases, welches durch eine Geissler'sche Röhre mittels des Inductionsfunkens erzeugt wurde, verglich, fiel die breiteste Linie 2 in dem Spectrum des Sterns mit der ausgedehnten grünblauen Linie ($H\beta$) des Wasserstoffgases zusammen. Augenscheinlich coincidirte auch die im Roth befindliche Linie 1 mit der des Wasserstoffes $H\alpha$, jedoch konnte wegen der Feinheit der Linie dieses Zusammenfallen nicht mit vollständiger Sicherheit nachgewiesen werden. Der Stern hat rasch an Helligkeit abgenommen und ist gegenwärtig etwa zehnter Grösse. Nach Vogel zeigt er jetzt ein continuirliches Spectrum, das sich von demjenigen anderer Sterne nicht wesentlich unterscheidet.

Am 24. Novbr. 1876 konnte Schmidt in Athen das abermalige Auftauchen eines neuen Sterns im Schwan östlich von β Cygni constatiren. Dieser war damals 3,5. Grösse und von goldgelber, fast röthlicher Farbe. Die spectro-

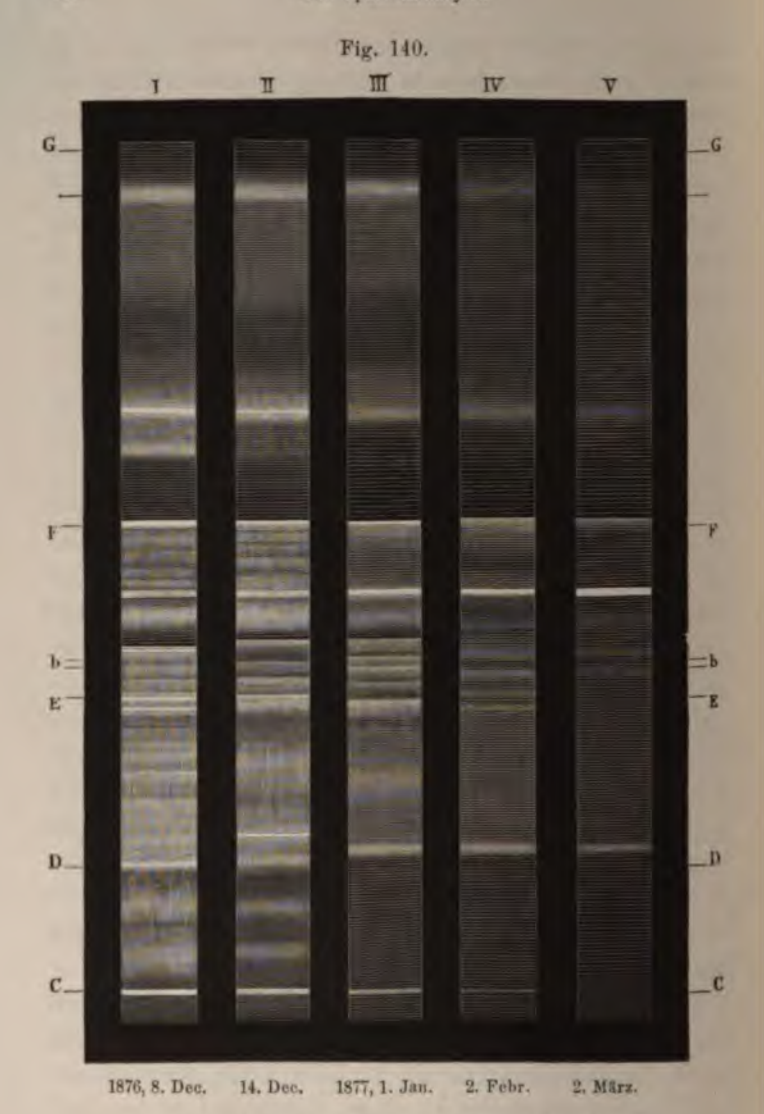
skopische Untersuchung von Backhouse, Copeland, Cornu, Lohse, Secchi und Vogel zeigte wiederum ein Spectrum mit hellen Linien analog demjenigen des Sterns von 1866. Vogel begann seine spectroskopischen Beobachtungen am 5. Decbr. und fand ein brillantes, von zahlreichen dunklen Streifen durchzogenes, eigenartiges Spectrum, in welchem auch noch mehrere helle Linien glänzten, von denen namentlich eine im Roth hervortrat; dann eine an der Grenze von Grün und Blau. Die Intensität dieses glänzenden Spectrums verringerte sich bald, so dass es drei Monate später nur zum Theil und äusserst schwach sichtbar war. Diese Intensitätsabnahme war nicht gleichmässig für alle Strahlen, indem Blau und Violett schneller an Glanz verloren als Grün und Gelb. Der rothe Theil, der auch anfangs schwach und von breiten dunklen Bändern durchzogen war, verschwand bald, so dass eine helle Linie im Roth ganz isolirt zu stehen schien. In der ersten Zeit war ein dunkler Streifen im Grün, später eine breite, dunkle Bande im Blau besonders auffallend. Die hellen Linien übertrafen anfänglich, mit Ausnahme derjenigen im Roth, das continuirliche Spectrum nur wenig an Glanz, später traten sie bei der raschen Lichtabnahme des Sterns besser hervor, besonders waren es den Messungen zufolge die Wasserstofflinien $H\alpha$ und $H\beta$, welche stark leuchteten, später eine Linie von 499 milliontel Millimeter W.-L. Die Wasserstofflinie $H\gamma$ erschien höchst wahrscheinlich auch hell. Die Linie bei 499 W.-L. fällt mit der hellsten Linie des Stickstoffspectrums bei gewöhnlichem Druck zusammen und sie ist auch die, welche in den Spectren der Nebelflecke auftritt. Sie hat sich beim Erblassen des Spectrums am längsten erhalten und schliesslich die Wasserstofflinien, von denen die rothe zuerst

merklich schwächer wurde, an Glanz übertroffen. Von anderen hellen Linien wurde gesehen: eine verwaschene bei 580 W.-L., eine solche bei 467 W.-L. (nahe zusammenfallend mit einer Gruppe dichtstehender Linien des Luftspectrums), andere in der Gegend von *b* und *E*, über deren genaue Lage meist keine Sicherheit erlangt werden konnte. VOGEL hat mehrere Zeichnungen des Spectrums gegeben, die umstehend reproducirt sind; man ersieht sofort, auf welche Beobachtungstage sich die Darstellungen beziehen. *(Fig. 140.)*

Ende October 1877 gelang es VOGEL wiederholt, das Spectrum des Sterns zu beobachten, obgleich dieser damals bis zur zehnten Grösse herabgesunken war. Das Spectrum bestand nunmehr aus nur einer hellen Linie (499 milliontel Millimeter W.-L.), von der nach beiden Seiten ein überaus schwaches, continuirliches Spectrum sich wahrnehmen liess. Diese Thatsache wurde auch am 18. Februar 1878 constatirt und es kann also keinem Zweifel unterliegen, dass im Charakter des Spectrums eine wesentliche Veränderung vor sich gegangen ist. Die Wahrnehmung, dass ein Stern mit einem hellen, continuirlichen Spectrum im Zeitraum eines Jahres sich so verändern kann, dass dieses Spectrum nur aus einer einzigen hellen Linie besteht, ist bis jetzt einzig dastehend. Mit den Wahrnehmungen VOGEL's stimmen diejenigen von LOHSE vollständig überein, so dass in den Ergebnissen dieser ausgezeichneten Beobachter ein sehr sicheres Material vorliegt.

Was ist nun die Ursache dieses plötzlichen Aufloderns gewisser Fixsterne? Dass es sich hierbei nicht um Neubildung von Sternen handeln kann, sondern nur um physisch-chemische Processe, durch welche eine erhöhte Leuchtkraft bedingt wird, ist unzweifelhaft. Aber

Fig. 140.



Spectrum des neuen Sterns von 1876, nach Vogel.

die nähere Art und Weise dieses letzten Vorganges ist nicht bekannt. Man kann annehmen, dass der Zusammenprall zweier kosmischer Massen das plötzliche Aufleuchten verursacht hat, indem die Massenbewegung in Molekularbewegung, in Licht (und Wärme) umgesetzt wurde; man kann aber auch annehmen, dass sich auf jenen Sternen infolge einer inneren Katastrophe ausserordentliche Mengen von Wasserstoffgas entwickelt haben, die bei Verbrennung mit irgend einem andern Elemente die Lichtentwickelung bedingten. Endlich — und diese Ansicht ist von Lohse ausgesprochen worden — kann man annehmen, dass durch die fortschreitende Abkühlung eines Fixsterns dieser schliesslich mit einer atmosphärischen Hülle umgeben wird, die das Licht sehr stark absorbirt, so dass seine Helligkeit von der Erde gesehen schwach ist. Wenn aber durch weitere Wärmeausstrahlung derjenige Grad der Abkühlung erreicht wird, welcher für Bildung solcher chemischen Verbindungen erforderlich ist, die einen wesentlichen Theil des Ganzen bilden, so kann bei Vereinigung der betreffenden Elementarstoffe eine bedeutende Wärme- und Lichtentwickelung stattfinden, welche den Stern plötzlich auf grosse Entfernungen hin sichtbar macht.

Vogel hat sich ausführlich über die Folgerungen verbreitet, welche man aus den bisherigen Beobachtungen der temporären Sterne ziehen kann. Er sagt: „Ein Sternspectrum mit hellen Linien ist für den mit Sternspectralanalyse Vertrauten immer eine höchst interessante Erscheinung, wohl werth eines ernsten Nachdenkens. Denn wenn auch in der Chromosphäre unserer Sonne am Sonnenrande sehr zahlreiche helle Linien zu erkennen sind, so treten doch nur dunkle Linien im Spectrum auf, wenn man ein möglichst kleines, sternartiges Bild

der Sonne erzeugt und spectroskopisch betrachtet. Es wird gewöhnlich angenommen, dass die hellen Linien in einigen wenigen Sternspectren von Gasen herrühren, die aus dem Innern des leuchtenden Körpers hervorbrechen und deren Temperatur die der Oberfläche desselben übertreffen, wie man Aehnliches in den Spectren der Sonnenflecke zuweilen beobachten kann, wo glühendes Wasserstoffgas, aus dem heissen Innern emporgeschleudert, über den kälteren Flecken sich durch das Hellwerden der Wasserstofflinien kundgiebt. Es ist dies aber nicht die *einzige* Erklärung. Man kann auch annehmen, dass die aus glühenden Gasen bestehende Hülle eines Sterns, wie es bei unserer Sonne der Fall ist, im Allgemeinen eine geringere Temperatur besitzt als der Kern, relativ zu dem letztern aber sehr gross ist.

Bei der ersten Annahme lässt sich meines Erachtens ein Bestehen der Erscheinung auf längere Zeit nicht wohl denken. Es wird das aus dem heisseren Innern des Körpers hervordringende Gas einen Theil seiner Wärme der Oberfläche des Körpers mittheilen und die Temperatur desselben erhöhen, infolge dessen wird die Temperatur zwischen dem glühenden Gase und der Oberfläche des Körpers bald nicht mehr gross genug sein, und die hellen Linien im Spectrum werden verschwinden.

Es passt diese Annahme ganz entschieden für plötzlich erscheinende und bald wieder verschwindende oder wenigstens an Intensität sehr weit herabsinkende, für sogenannte *neue* Sterne, in deren Spectren helle Linien auftreten, wenn man zu ihrer Erklärung die weiter unten erwähnte Hypothese gelten lässt. Für einen stabilen Zustand scheint mir die zweite Annahme geeigneter zu sein; ich möchte also vermuthen, dass Sterne, wie β Lyræ,

γ Cassiopejæ und andere, welche die Wasserstofflinien und die Linie D_3, nur mit geringen Helligkeitsschwankungen, hell auf continuirlichem Grunde zeigen, verhältnissmässig sehr grosse Atmosphären von Wasserstoff und dem unbekannten Stoffe, dem die Linie D_3 zugehört, besitzen.

In Bezug auf den neuen Stern erinnere ich an eine Hypothese, welche Zöllner, noch vor der beträchtlichen Erweiterung, welche die Forschung auf dem Gebiete der Astrophysik durch die Spectralanalyse erfahren, aus den schönen Beobachtungen Tycho's über den nach ihm benannten Stern abgeleitet hat.

Zöllner nimmt bekanntlich an, dass auf der Oberfläche eines Sterns bei der fortdauernd stattfindenden Wärmeausstrahlung die Abkühlungsproducte, die wir auf der Sonne mit dem Namen Sonnenflecke bezeichnen, in einer Weise zunehmen, dass schliesslich die ganze Oberfläche des Körpers mit einer kälteren, weniger oder nicht mehr leuchtenden Schicht bedeckt ist. Durch ein plötzliches und gewaltsames Zerreissen derselben muss nothwendig die von ihr eingeschlossene Gluthmasse hervordringen, und auf diese Weise, je nach der Grösse ihrer Ausbreitung, mehr oder weniger grosse Stellen der bereits dunklen Umhüllung des Körpers wieder leuchtend machen. Einem entfernten Beobachter wird ein solcher Ausbruch aus dem heissen noch glühenden Innern eines Weltkörpers sich als das plötzliche Aufleuchten eines *neuen* Sterns ankündigen. Dass die Lichtentwickelung unter Umständen eine ausserordentlich grosse werden kann, würde sich aus dem Umstande erklären lassen, dass alle die chemischen Verbindungen, die sich bereits unter dem Einfluss einer niedrigen Temperatur an der Oberfläche

gebildet haben, durch das plötzliche Hervorbrechen der inneren Gluthmasse wieder zersetzt werden und diese Zersetzung, wie bei irdischen Körpern, mit einer Licht- und Wärmeentwickelung von statten geht. Es wäre demnach das starke Aufleuchten nicht nur den, durch die hervorgequollene Gluthmasse wieder leuchtend gewordenen Theilen der Oberfläche zuzuschreiben, sondern gleichzeitig einer Art *Verbrennungsprocess*, der durch die Berührung bereits erkalteter Verbindungen mit der glühenden Masse des Innern eingeleitet wurde.

Die ZÖLLNER'sche Hypothese über die allmähliche Entwickelung der Weltkörper hat durch die spectralanalytischen Untersuchungen im *Wesentlichen* nur Bestätigung erhalten. Wir erkennen die verschiedenen Stadien der Abkühlung im Spectrum, und haben an einigen schwächeren Sternen sogar deutliche Anzeichen, dass in den die glühenden Körper umgebenden Atmosphären bereits chemische Verbindungen sich bilden und halten können. Die Hypothese über *neue* Sterne wird in keinem Punkte durch die spectralanalytische Beobachtung an den beiden neuen Sternen von 1866 und 1876 widerlegt.

Das sehr helle continuirliche Spectrum und die an Intensität dasselbe anfänglich nur wenig übertreffenden hellen Linien würden sich nicht gut erklären lassen allein dadurch, dass gewaltsame Gasausbrüche aus dem Innern die Oberfläche ganz oder theilweise wieder leuchtend machen, wohl aber mit der Annahme, dass die Lichtausstrahlung durch einen Verbrennungsprocess um ein Beträchtliches erhöht wird. Ist derselbe von kurzer Dauer, so wird das continuirliche Spectrum, wie es bei dem neuen Stern von 1876 der Fall war, sehr rasch bis zu einer gewissen Grenze an Intensität abnehmen, während die

von den glühenden Gasen, welche in enormen Quantitäten dem Innern entströmt sind, herrührenden hellen Linien im Spectrum sich längere Zeit erhalten werden.

Dass das Erblassen des Sterns mit einer Abkühlung der Oberfläche im Zusammenhang steht, geht aus den Beobachtungen des Spectrums unverkennbar hervor. Es haben die violetten und blauen Theile desselben schneller an Intensität abgenommen als die anderen Theile, und die Absorptionsstreifen, welche das Spectrum durchzogen, sind nach und nach dunkler und breiter geworden.“

Wir dürfen nicht vergessen, dass das Licht zwar ein äusserst schneller Bote ist, doch aber eine gewisse Zeit gebraucht, um von einem Sterne bis zu uns zu kommen. Die Geschwindigkeit des Lichtes ist 42000 geographische Meilen in der Secunde; die Entfernung des nächsten Fixsterns von uns (α Centauri) beträgt gegen vier Billionen Meilen, so dass das Licht für die Reise von diesem Sterne bis zu uns volle *drei* Jahre gebraucht. Die grosse physische Katastrophe, welche über den Stern in der *Krone* hereingebrochen ist, war daher im Jahre 1866, als wir sie gewahrten, für den Stern selbst ein längst vergangenes Ereigniss; ja sie fiel ohne Zweifel in eine Zeit, wo wir von der Spectralanalyse, die uns darüber Kunde gab, noch gar nichts wussten.

29. Einfluss der Bewegung der Sterne im Weltenraume auf ihr Spectrum.

In § 19 haben wir das Princip näher entwickelt, durch dessen Anwendung es der Spectralanalyse möglich ist, unter gewissen Umständen aus der Verschiebung der hellen oder dunklen Spectrallinien eines Sterns zu erkennen,

ob sich derselbe in der Richtung auf uns zu oder von uns ab bewegt, und die Geschwindigkeit zu bestimmen, mit welcher er im Weltenraume fortschreitet. Es ergab sich dabei, dass die Verschiebung einer seiner Spectrallinien nach dem Violett hin anzeigt, dass der Stern sich der Erde annähert; eine Verschiebung nach dem Roth hin lehrt dagegen, dass dieser sich von der Erde entfernt.

Secchi, der sich zuerst dieser Art von Beobachtungen unterzog, richtete sein Fernrohr auf den Sirius und stellte das Prisma des Spectroskops so, dass die dunkle Linie *F* mit dem directen Bilde des Sterns genau coincidirte; dann

Fig. 141.



Spectrum des Sirius nach Huggins.

richtete er das Fernrohr auf einen andern Fixstern desselben Typus, in welchem ebenfalls die Linie *F* vorkam, und sah nach, ob auch hier dieselbe Coincidenz oder eine Verschiebung stattfand. Aber seine Instrumente erwiesen sich für so feine Untersuchungen nicht ausreichend und die gewonnenen Resultate waren nicht entscheidend.

Huggins, mit feineren Instrumenten und Messapparaten ausgestattet, war glücklicher als Secchi. Er stellte zunächst durch eine Reihe von vorbereitenden Beobachtungen fest, dass eine stark dunkle Linie in dem Spectrum des *Sirius (Fig. 141)* die mit $H\beta$ bezeichnete Wasserstofflinie sei. Zu diesem Zwecke verglich er auf die bekannte Weise

diese Siriuslinie der Reihe nach mit der Linie $H\beta$ des Wasserstoffspectrums einer Geissler'schen Röhre, der Fraunhofer'schen Linie F des Sonnenspectrums und der Linie $H\beta$ des Wasserstoffs unter dem atmosphärischen Druck. Die *Fig. 142* zeigt, welche Lage die drei letzteren Linien bei unverändert gehaltenem Instrumente zu einander und zu der Siriuslinie einnahmen. Während die Vergleichslinien genau coincidiren, *findet sich die Siriuslinie etwas nach dem Roth verschoben.* Da sie aber zu-

Fig. 142.



Verschiebung der *F*-Linie im Siriusspectrum.

gleich breiter erscheint als die helle Wasserstofflinie $H\beta$, wie es bei dieser Linie unter höherem Druck sehr oft vorkommt, so handelte es sich noch darum, festzustellen, ob die Ausbreitung der Wasserstofflinie $H\beta$ unter den verschiedenen Graden des Druckes bloss nach einer oder nach beiden Seiten vor sich gehe. Im erstern Falle durfte die Lage der Siriuslinie offenbar bloss als eine einseitig geschehene Ausbreitung angesehen werden; im letztern Falle aber hätte die helle Linie $H\beta$ genau auf die Mitte der breiten Siriuslinie fallen müssen, wenn bloss eine Ausbrei-

tung und nicht zugleich eine Verschiebung stattgefunden hätte. HUGGINS fand nun, in Uebereinstimmung mit den Untersuchungen von LOCKYER und FRANKLAND, dass, wenn die Wasserstofflinie $H\beta$ bei einer grösseren Dichtigkeit dieses Gases sich seitlich ausbreitet, diese Erbreiterung stets nach beiden Seiten erfolgt und die Mitte dieser Linie ihre feste Lage beibehält. Es ist wahrscheinlich, dass auf dem Sirius aus gleicher Ursache eine Ausdehnung dieser Linie stattfindet, aber zugleich nicht zweifelhaft, dass *diese ganze Linie eine Verschiebung gegen dieselbe terrestrische Wasserstofflinie nach dem Roth hin erleidet.*

HUGGINS hat diese Verschiebung sehr sorgfältig gemessen und gefunden, dass sie zu der Zeit der Beobachtung $^1/_4$ von dem Abstande der beiden D-Linien beträgt. Die Wellenlängen dieser beiden D-Linien differiren aber um 4,36 milliontel Millimeter; die Verschiebung der F-Linie im Siriusspectrum entspricht daher einer *Vergrösserung der Wellenlänge* um 0,109 (oder 0,15) milliontel Millimeter. Nimmt man nun die Geschwindigkeit des Lichtes zu 185 000 englischen Meilen in der Secunde und die Wellenlänge des Lichtes an der Stelle F zu 486,50 milliontel Millimeter, so wird durch die angeführte Verschiebung der beobachteten Siriuslinie eine *Entfernung* des Sirius von der Erde angezeigt, welche mit einer Geschwindigkeit von $\frac{185\,000 \times 0{,}109}{486{,}50}$ oder 41,4 englischen Meilen in der Secunde vor sich geht.

An der Grösse dieser Geschwindigkeit hat offenbar auch die Erde Antheil. Bei dem jährlichen Umlaufe um die Sonne ändert dieselbe jeden Augenblick ihre Richtung und kommt jährlich in zwei Punkte ihrer Bahn, die um 180° von einander abstehen, und in denen die Richtung

der Bewegung mit der Sehlinie des Sirius zusammenfällt. In dem einen Punkte bewegt sich die Erde gerade nach diesem Sterne hin und nähert sich ihm, in dem andern entfernt sie sich von ihm. In den beiden anderen, um 90° von diesen Punkten entfernten Bahnorten bewegt sich die Erde unter einem rechten Winkel gegen die Sehlinie des Sterns und hat dann keinen Einfluss auf die Brechbarkeit seiner Strahlen.

Zur Zeit der von Huggins gemachten Beobachtung der Siriuslinie bewegte sich die Erde in ihrer Bahn mit einer Geschwindigkeit von 12 englischen Meilen in der Secunde *von dem Sterne weg; es bleibt daher für die eigene Bewegung des Sirius noch eine Bewegung von 29,4 englischen Meilen übrig, mit welcher er sich von der Erde entfernt.*

Aehnliche Beobachtungen wie am Sirius hat Huggins noch bei *α* Canis Minoris, Castor, Beteigeuze, Aldebaran und anderen glänzenden Sternen angestellt.

Nach Huggins haben sich Vogel und Lohse mit Versuchen, die Bewegung der Sterne im Weltraum spectroskopisch zu bestimmen, beschäftigt. Die von ihnen angewandte Methode ist folgende. Eine Geissler'sche, mit Wasserstoff gefüllte Röhre wurde im Innern des Fernrohrs angebracht, und zwar so, dass dieselbe den vom Objectiv kommenden Strahlenkegel berührte; ferner wurde ihre Längsrichtung senkrecht auf den Spalt des Spectralapparates gestellt, welch letzterer am vortheilhaftesten parallel zur täglichen Bewegung gerichtet wird. Ist der Apparat mit einer Cylinderlinse, die concav geschliffen ist, versehen, so kann man durch Veränderungen der Entfernung dieser Linse vom Spalt die Breite des Spectrums beliebig vergrössern oder verkleinern. Immerhin aber wird die Breite

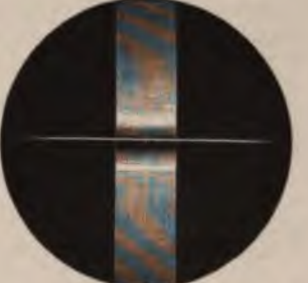
des Sternspectrums nur einen kleinen Theil des Sehfeldes des Beobachtungsfernrohrs am Spectroskop einnehmen. Bringt man nun durch den elektrischen Funken das Gas in der Röhre zum Glühen, so wird das erzeugte Licht, nachdem es die Cylinderlinse passirt hat, sich über den ganzen Spalt verbreiten und es werden, durch das Fernrohr gesehen, die Lichtlinien des Gasspectrums das ganze Sehfeld des Fernrohrs durchsetzen. Man sieht so zu *beiden* Seiten des bandartig das Sehfeld durchziehenden Sternspectrums die hellen Vergleichslinien des Gasspectrums. Zahlreiche Versuche haben Vogel gelehrt, dass *einseitige* Vergleichungen, wie sie mit Hülfe eines sogenannten Vergleichsprismas ermöglicht werden, für sehr feine Messungen nicht ausreichend sind und zu ganz beträchtlichen Irrungen über die Uebereinstimmung zweier Linien Anlass geben können.

Auf die eben beschriebene Weise gelang es Vogel und Lohse am 22. März 1871 bei ganz vorzüglicher Luft die Verschiebung der drei Wasserstofflinien im Spectrum des Sirius gegen die drei Linien $H\alpha$, $H\beta$ und $H\gamma$ im Spectrum der Geissler'schen Röhre zu sehen und es konnte die Grösse derselben mit Hülfe mikrometrischer Messungen an der F-Linie zu $0{,}15 \mp 0{,}025$ milliontel Millimeter Wellenlänge bestimmt werden. Die Linien im Siriusspectrum erschienen sehr verbreitert und es wurden dadurch die Beobachtungen sehr erschwert. In *Fig. 143* ist ein Theil des Siriusspectrums mit der F-Linie abgebildet, die zweite Figur zeigt dieselbe Gegend des Spectrums, aber mit der hellen Wasserstofflinie $H\beta$, die das Sehfeld durchschneidet und nicht mit der Mitte und der dunkelsten Stelle der sehr breiten F-Linie zusammenfällt. Die C-Linie im Sternspectrum ist weniger, die dritte Wasserstofflinie $H\gamma$ noch

stärker verbreitert als $H\beta$. Bei allen drei Linien war die Verschiebung nach dem rothen Ende des Spectrums sicher zu erkennen.

Mit *Procyon*, in dessen Spectrum die Wasserstofflinien sehr deutlich sichtbar sind, wurden in derselben Weise Versuche angestellt. Es ergab sich ebenfalls eine Verschiebung der drei Wasserstofflinien $H\alpha$, β, γ im Spectrum des Sterns nach dem rothen Ende des Spectrums. Ebenso wurde Capella untersucht; hier erscheint die *F*-Linie äusserst zart, und da viele feine Linien in der Nähe stehen, wurde die Beobachtung sehr erschwert, es schien jedoch ebenfalls eine Verschiebung nach dem rothen Ende stattzufinden, deren Betrag aber viel geringer als bei den anderen Sternen war.

Fig. 143.



Siriusspectrum mit der *F*-Linie.

Die zahlreichsten und consequent fortgesetzten Untersuchungen über die spectroskopisch bestimmbare Eigenbewegung der Fixsterne, also über diejenige Componente derselben, die in die Richtung der Gesichtslinie des Beobachters fällt, sind auf der Sternwarte zu Greenwich angestellt worden, und zwar mit einem nach den Angaben Christie's von A. Hilger verfertigten sogenannten Halbprismenspectroskop, welches

bei sehr grosser Dispersion doch eine bedeutende Lichtfülle giebt.

In der nachstehenden Tabelle sind die bis zum Jahre 1881 erhaltenen Resultate vollständig zusammengestellt. Das Zeichen + bedeutet, dass sich der Stern von uns entfernt, —, dass er sich uns nähert. Die hinter dem Zeichen ± stehende Zahl bezeichnet den wahrscheinlichen Fehler der Mittelwerthe. Zum Vergleich sind auch die Resultate von HUGGINS beigefügt, sowie kurze Bemerkungen über den Charakter der gemessenen Linien.

Name des Sterns	Bewegung in engl. Meilen	Anzahl der Beobachtungsnächte	Huggins' Resultate	Bemerkungen
α Andromedæ	—33 ± 4,2	9	—	F breit, neblig
β Cassiopejæ	+?	1		F breit, diffus
γ Pegasi	—46	8	—?	F diffuse
α Cassiopejæ	+?	2		b_1
γ Cassiopejæ	—27	2	+	F breit, neblig
β Andromedæ	+12	2		b_1 scharf
β Arietis	—14	2		F breit, sehr dunkel
α Piscium	—36	2		F schmal, scharf
γ^1 Andromedæ	—?	2		b_1
α Arietis	—21	4		b_1 scharf
α Ceti	—31 ?	1		b_1, b_4 cannelirtes Spectrum
β Persei	—	1		F dunkel, scharf
α Persei	+25	2		F schwach, diffuse
ζ Persei	—	1		b_1 sehr schwach
Aldebaran	+20 ± 2,0	7	+?	b_1 sehr scharf
Capella	+27 ± 4,5	9	+	b_1 scharf, F scharf
Rigel	+18 ± 1,9	9	+ 15	F sehr scharf
γ Orionis	— 1 ± 1,4	4		F sehr scharf
β Tauri	—18	3		F breit, diffuse
δ Orionis	+ 4 ± 6,1	6		F schwach, schmal

Name des Sterns	Bewegung in engl. Meilen	Anzahl der Beobachtungsnächte	Huggins' Resultate	Bemerkungen
ε Orionis	—22 +10,3	6		F schwach, schmal
ζ Orionis	+ 9	3		F schwach, schmal
κ Orionis	— 1	2		F scharf
α Orionis	+21 + 1,8	8	+22	b_1, b_4 cannelirtes Spectrum
β Aurigae	— 7	3		F breit, neblig
γ Geminorum	+ 2	2		F breit, scharf
Sirius	+20 ± 2,4	10	+ 18 bis 22	F breit, diffuse
β Canis Minoris	—?	1		F breit, diffuse
Castor	+25 ± 4,2	8	+ 23 bis 28	F sehr breit, diffuse
Procyon	+24 ± 3,9	10	+	F breit, neblig
Pollux	—26 ± 4,0	13	— 49	b_1 scharf, F schwach, scharf
α Hydrae	+39	2		b_1
ε Leonis	—14	3		b_4 scharf
Regulus	+26 ± 2,4	8	+ 12 bis 17	F breit
γ[1] Leonis	—38 ± 4,6	5	—	b_1
β Ursae Majoris	+28 ± 4,7	8	+ 17 bis 21	F sehr dunkel, breit, neblig
α Ursae Majoris	—27	2	— 46 bis 60	b_1, F schwach
δ Leonis	—28	2	+	F breit, dunkel
θ Leonis	+?	1		F sehr dunkel, breit, verschwommen
χ Ursae Majoris	+?	1		F sehr dunkel, breit, neblig
β Leonis	+34	4	+	F breit
γ Ursae Majoris	+17 + 2,7	6	+ 17 bis 21	F sehr dunkel, breit, neblig
δ Ursae Majoris	+10	2	+ 17 bis 21	F sehr dunkel, breit, neblig
γ Virginis	+37	1		F schwach, verschwommen
ε Ursae Majoris	+16 ± 3,7	5	+ 17 bis 21	F breit, verschw.
δ Virginis	+?	1		b_4 Säulenspectrum
α Canum Venat.	—?	1		F sehr dunkel, breit, scharf

Name des Sterns	Bewegung in engl. Meilen	Anzahl der Beobachtungsnächte	Huggins' Resultate	Bemerkungen
ι Virginis	—28	2		b_1
Spica	+ 1 ± 4,0	7	+	*F* schmal, scharf
ζ Ursæ Majoris	+18	3	+ 17 bis 21	*F* sehr dunkel, breit, neblig
η Ursæ Majoris	— 8	3	+	*F* breit, verschwommen
η Bootis	—?	1		b_1 bestimmt
Arcturus	—33 ± 2,8	14	— 55	b_1 sehr bestimmt, D_2 dunkel, *F* scharf
γ Bootis	—?	1		*F* breit
ε² Bootis	— 7 ± 3,6	7	—	b_1, b_4 scharf
β Ursæ Minoris	+26	2		b_1 schwach
β Libræ	+11	3		*F* schwach, scharf
α Coronæ	+10 ± 1,6	7	+	*F* seh dunkel, breit, verschwommen
α Serpentis	—?	1		b_1 Säulenspectrum
ε Serpentis	+35	2		*F* breit
γ Herculis	—?	2		*F* verschwommen
ι Draconis	+ 3	3		b_1 sehr schwach
β Herculis	—?	2		b_1 sehr schwach
ζ Herculis	+25	2		b_1
ζ Draconis	—22	2		*F* verschwommen
α Herculis	—31	2		b_1 Säulenspectrum
β Draconis	+20	4		b_1, b_4 sehr schwach
α Ophiuchi	+17? ± 7,1	9		*F* sehr verschw.
ξ Draconis	+?	1		b_1 sehr schwach
γ Draconis	17 ± 2,0	5		b_1, b_4 sehr bestimmt
α Lyræ	—31 ± 2,4	14	— 44 bis 54	*F* sehr dunkel, breit, verschwommen
γ Lyræ	+ 9	2		*F* breit, verschw.
ζ Aquilæ	—16?+16,5	5		*F* sehr breit, verschwommen
δ Aquilæ	—?	1		*F* breit
β Cygni	—18	3		b_1 bestimmt
γ Aquilæ	—14	3		b_1 bestimmt
δ Cygni	—17 + 3,6	5		*F* verschwommen

Name des Sterns	Bewegung in engl. Meilen	Anzahl der Beobachtungsnächte	Huggins' Resultate	Bemerkungen
α Aquilae	—13?±11,7	9		F sehr breit, verschwommen
γ Cygni	—15 ± 3,4	9	—	b_1, b_4 bestimmt, F scharf
α Delphini	+22	2		F sehr breit
α Cygni	—43 ± 4,4	9	—39	b_1 schwach, F scharf
ε Cygni	+18	1		b_1, b_4
ζ Cygni	—?	1		b_1 unbestimmt
α Cephei	—?	1		F sehr dunkel, scharf
β Cephei	+?	1		b_1 unbestimmt
ε Pegasi	—15 ± 2,5	10		b_1, b_2, b_4 bestimmt
η Pegasi	—21	2		b_1
Fomalhaut	?	2		F bestimmt
β Pegasi	+19	3		b_1, b_4 Säulenspectr.
α Pegasi	—34 ± 5,9	7	—	F breit, bestimmt

Vierte Abtheilung.

Die Ergebnisse der spectroskopischen Untersuchung der Sternhaufen und Nebelflecke.

30. Spectra der Sternhaufen und Nebelflecke.

Wenn man mit einem Fernrohre von mässiger Vergrösserung aber grosser Lichtstärke den nächtlichen Himmel durchmustert, so hebt sich eine beträchtliche Zahl von Sternhaufen und schwach leuchtenden Nebelgewölken von dem dunklen Himmelsgewölbe ab, welche man auf den ersten Blick für atmosphärische Wolkengebilde halten könnte, die aber durch die Beständigkeit in der Gestalt und die Dauer ihrer Erscheinung bald die Gewissheit verschaffen, dass wir es mit Himmelskörpern eigener Art zu thun haben. William Herschel konnte mit seinen grossen Teleskopen sehr viele dieser Nebel in *Sternhaufen* auflösen, in Gruppen von einzelnen Sonnen, in denen man zahlreiche Fixsterne scharf von einander getrennt unterscheiden kann, die aber so weit von uns entfernt sind, dass ihr Licht für schwächere Instrumente von einer einzigen, grossen, matt leuchtenden Masse herzukommen scheint. Nicht alle Nebel liessen sich durch Herschel's Teleskop auflösen, und in demselben Masse, als solche Nebel sich als Sternhaufen zu erkennen gaben, zeigten sich zugleich wieder neue Nebel, die der Auflösung widerstanden und den scharfsinnigen Forscher zu der Ansicht brachten, dass ausser den vielen tausend

scheinbaren Nebeln, welche sich als abgeschlossene Sternhaufen offenbarten, auch noch Tausende von wirklichen aus kosmischer Urmaterie bestehenden Nebeln im Weltenraume vorhanden sind.

Lord Rosse baute ein Teleskop von 52 Fuss Länge, mittels dessen er viele von Herschel nicht aufgelöste Nebel in Sternhaufen aufzulösen vermochte; allein das nun noch tiefer in den Weltenraum vordringende Auge traf

Fig. 144.



Der grosse Nebelfleck im Orion.

wieder auf neue Nebel, welche der auflösenden Kraft des Rieseninstrumentes widerstanden.

Die Teleskope haben daher die Frage, ob die nicht aufgelösten Nebelflecke Theile der Urmaterie sind, welche zur Bildung der jetzt bestehenden Sterne gedient hat, nicht gelöst; sie lassen uns im Ungewissen, ob diese Nebel noch glühende Gasmassen oder Fixsternsysteme sind; sie haben das Problem nur erweitert, anstatt es zu vereinfachen oder zu lösen.

Was die grössten Teleskope nicht leisten können, das vermag das kleine unscheinbare, aber unendlich fein fühlende und spürende Spectroskop; ihm verdanken wir es, wenn wir gegenwärtig mit völliger Bestimmtheit sagen können, dass es *wirkliche leuchtende Nebel* als isolirt im

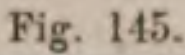


Fig. 145.



Sichelförmiger Nebelfleck (H. 3239).

Weltenraume dastehende Körper giebt und dass diese Körper *glühende oder leuchtende Gasmassen sind.*

Der ausgebreitetste und regelloseste aller Nebelflecke ist wohl der im Sternbilde *Orion (Fig. 144).* Er befindet sich etwas unterhalb der drei Sterne zweiter Grösse, welche die Mittelgegend des prachtvollen Sternbildes ausmachen. Es ist ausserordentlich schwer, von diesem

Nebel ein nur einigermassen treues Bild zu entwerfen. Nahe dem mittlern Theile stehen darin vier helle, ein Trapez bildende Sterne. Der Nebel hat um diese Sterne herum ein flockiges Ansehen; einzelne Theile bilden lange gebogene Streifen, die von dem mittlern und hellern Theile des Nebels auslaufen. Neuerdings ist es Prof. H. Draper

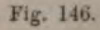
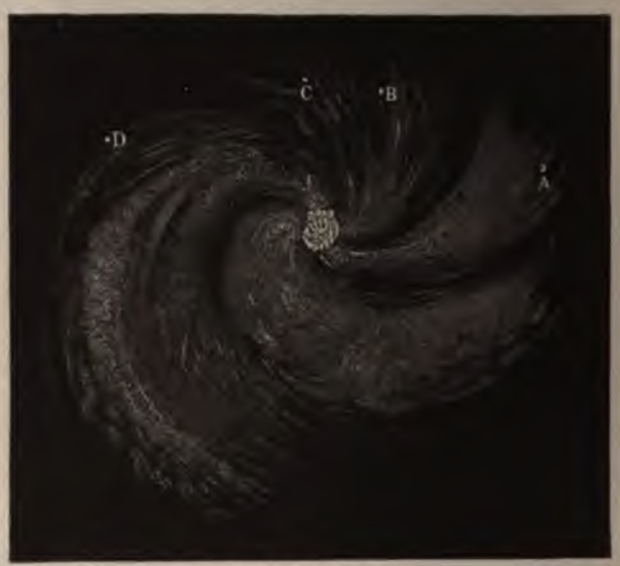


Fig. 146.



Spiralnebel (H. 1173).

in New-York gelungen, mittels eines elfzolligen Refractors an 180facher Vergrösserung bei einer Exposition von 137 Minuten eine ausgezeichnete Photographie des Orionnebels zu erhalten, welche die charakteristische Gestalt und viele Details desselben sehr klar wiedergiebt.

Nicht ganz so unregelmässig erscheinen die grossen *Magellanischen Wolken*, oder die *Capwolken*, zwei Nebel-

flecke am südlichen Nachthimmel, von denen der eine an Ausdehnung die scheinbare Grösse der Mondscheibe um das Fünffache übertrifft. Sie sind dem blossen Auge sichtbar.

Weit mehr als diese unregelmässig gestalteten, chaotischen Nebelgestalten regen unsern Geist die *Spiralnebel* an, die wir erst durch Rosse's und Bond's Riesenteleskope näher kennen gelernt haben. In der Regel

Fig. 147.

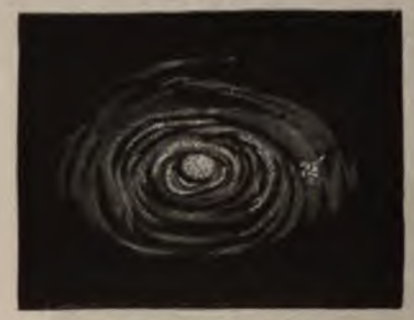


Spiralnebel in den Jagdhunden (H. 1622).

gehen von einem, zuweilen auch von mehreren Lichtknoten oder Centren zahlreiche krummlinige, nicht in sich zurückkehrende neblige Streifen aus, die sich spiralförmig vom Centrum entfernen und schliesslich unmerklich in den Himmelsraum verlieren. *Fig. 145* zeigt einen *sichel-* oder *schweifförmigen* Nebelfleck (Herschel Nr. 3239), *Fig. 146* einen vollen *Spiralnebel* (H. 1173) und *Fig. 147* den bemerkenswerthesten aller Spiralnebel in den *Jagdhunden* (H. 1622).

Den Uebergang von den Spiralnebeln zu den Ringnebeln bilden Nebelflecke, wie der in *Fig. 148* (H. 604) abgebildete, und an diese schliessen sich dann die einfachen oder mehrfachen *Ringnebel*, deren allgemeiner Typus in *Fig. 149* dargestellt ist, an.

Fig. 148.



Der Spiralnebel H. 604.

Fig. 149.

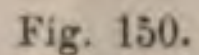


Ringnebel im Sternbilde der Leyer.

Fig. 150 ist das Bild eines mehrfachen Ringnebels (H. 854) mit stark elliptischen Ringen und hellem Kerne.

Je nachdem der Ring mit seiner Fläche oder mit seiner Kante uns zugekehrt ist, oder je nachdem unsere Sehlinie auf der Ringfläche senkrecht steht oder mehr oder weniger schief gegen dieselbe gerichtet ist, nähert sich das Bild des Ringes dem Kreise oder der Ellipse oder auch einer geraden Linie. Nebelringe dieser letzteren Art sehen wir in *Figg. 151* (H. 1909) und *152* (H. 2621). Wenn sich ein elliptischer Ringfleck stark in die Länge streckt und die kleine Achse viel kleiner ist als die grosse, so nimmt mit der Entfernung vom innern Licht-

kerne die Dichtigkeit und die Helligkeit im Ringe ab und zuweilen in einem so hohen Grade, dass an den entferntesten Stellen des Ringes, an den Enden der grossen Achse, der Ring unterbrochen zu sein scheint. Der Nebelfleck gewinnt dann, wie es die *Fig. 153* (H. 3501) und *Fig. 154* (H. 2552) zeigen, das Ansehen eines *Doppelnebels* mit Centralfleck.


Fig. 150.



Nebel mit mehrfachen Ringen (H. 854).

Viel weiter scheinen diejenigen Nebelflecke in ihrer Entwickelung vorgeschritten zu sein, welche mit ziemlich scharf begrenzten Rändern entweder in Kreisform oder nur schwach elliptisch geformt erscheinen. Weil sie bleichen oder in matt bläulichem Lichte leuchtenden Planeten ähnlich sind, werden sie *planetarische* Nebel genannt; übrigens sind sie der Form nach ebenfalls sehr verschieden, theils Spiral-, theils Ringnebel. Die *Figg. 155* (H. 838),

Fig. 151.



Elliptischer Ringnebel (H. 1909).

Fig. 152.



Länglicher Nebelfleck (H. 2621).

156 (H. 464) und *157* (H. 2241) stellen solche planetarische Nebel dar; der erste hat zwei Sterne oder Lichtkerne und zwei diese umgebende dunkle Räume, um welche sich die Spiralstreifen lagern; der zweite hat ebenfalls zwei Kerne ohne deutlich gesonderte Dunkelräume; der dritte hat gar keinen Lichtkern, aber einen deutlich ausgeprägten Lichtring.

Eine besondere Classe bilden die *Nebelsterne*, bei welchen ein ziemlich scharf begrenzter und hell leuchtender Stern von einer Lichtatmosphäre umgeben ist, welche zuweilen sich unmerklich nach allen Seiten hin verliert, in andern Fällen aber sich scharf abgrenzt. Die *Figg. 158* (H. 2098) und *159* (H. 450) zeigen die bemerkenswerthesten dieser höchst merkwürdigen Nebelsterne; der erstere ist wie Saturn von einem Ringsystem umgeben, das uns seine scharfe Seite zukehrt; der zweite ist ein wirklicher Stern achter

Grösse und nicht nebelig, von einer kreisrunden und hell leuchtenden Atmosphäre genau concentrisch umgeben.

Fig. 153.



Doppelnebel (H. 3501).

Fig. 154.



Ringförmiger Nebel mit Centrum (H. 2552).

Wir haben nun wenigstens der Form nach ein ziemlich vollständiges Bild von dem vorgeführt, was die grossen Teleskope der Gegenwart von den Nebelhaufen zeigen; das Material, welches uns bis jetzt der Spectralapparat darüber geliefert hat, ist zwar an Umfang weit kleiner, aber nichtsdestoweniger von der grössten Bedeutung für die Erkenntniss der Natur und der physischen Constitution dieser so weit entlegenen Himmelskörper. Wir müssen uns vorab daran erinnern, dass wir aus der Art des Spectrums nicht bloss die Substanz, welche das Licht aussendet, sondern auch ihren Aggregatzustand erkennen können. Besteht das Spectrum in *continuirlicher* Folge

Fig. 155.



Planetarischer Nebel mit zwei Sternen (H. 838).

aus Lichtstrahlen jeder Brechbarkeit oder Farben, so ist die Lichtquelle ein glühender *fester* oder *flüssiger* Körper; wenn dagegen das Spectrum bloss aus *hellen* Linien be-

Fig. 156.



Planetarischer Ringnebel mit zwei Kernen (H. 464).

Fig. 157.



Planetarischer Nebel (H. 2241).

steht, so wissen wir, dass die Lichtquelle ein *glühendes* Gas ist; erscheint endlich ein Spectrum, in welchem die Continuirlichkeit der *Farben* durch *dunkle* Linien unter-

Fig. 158.



Planetarischer Nebel (H. 2098).

Fig. 159.



Nebelstern (H. 450).

brochen ist, so lehrt uns dasselbe über die Substanz der Lichtquelle selbst nichts Näheres, aber wir wissen dann, dass das Licht durch eine Atmosphäre von Dämpfen niedrigerer Temperatur gegangen ist, welche durch ihre electiv-absorbirende Kraft diejenigen farbigen Strahlen

ausgelöscht haben, die sie selbst ausgestrahlt haben würden, wenn sie für sich allein geleuchtet hätten.

Als Huggins zuerst im August 1864 sein teleskopisches Spectroskop auf eines dieser Gestirne aus der Classe der sehr kleinen, aber glänzenden Nebel (H. 4374) richtete, fand er zu seiner höchsten Ueberraschung, dass das Spectrum, *Fig. 160*, nicht das Ansehen eines leuchtenden continuirlich farbigen Streifens habe, wie es ein Stern zeigt, sondern *aus drei hellen Linien* bestehe.

Diese eine Beobachtung war ausreichend, um das so lange angeregte Problem zu lösen, wenigstens für diesen besondern Nebel. In der That kann ein solches Spectrum

Fig. 160.



Spectrum des Nebelflecks H. 4374.

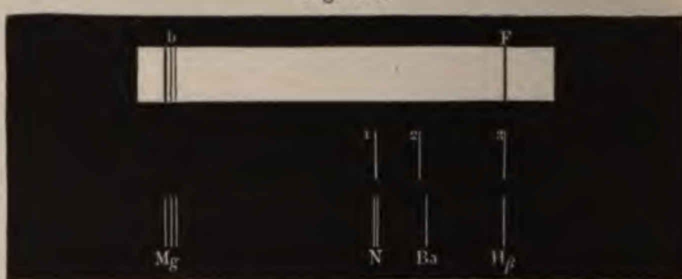
nur vor einer *gasförmigen* Substanz herrühren; das Licht dieses Nebels wird daher weder von einer glühenden festen oder flüssigen Materie, noch von einem stark verdichteten Gase ausgestrahlt, wie das der Sonne und der Sterne, sondern von einem leuchtenden, wenig dichten Gase.

Um die chemische Natur dieses Gases zu ermitteln, stellte Huggins das bekannte Vergleichsverfahren an, und zwar verglich er das Spectrum des Nebelflecks nach der Reihe mit einigen Fraunhofer'schen Linien des Sonnenspectrums und den hellen Linien irdischer Stoffe. Das Resultat dieser Untersuchung ist aus der *Fig. 161* leicht zu erkennen. Die glänzendste Linie 1 des Nebelflecks liegt den hellsten Linien *(N)* des *Stickstoff*spectrums sehr nahe

und fällt mit einer derselben vollkommen zusammen. Ebenso coincidirt die schwächste der Linien des Nebelflecks (3) mit der grünblauen Linie $H\beta$ des Wasserstoffs oder auch, was dasselbe ist, mit der FRAUNHOFER'schen Linie F des Sonnenspectrums. Die mittlere Linie 2 des Nebelflecks hat keine entsprechende unter den hellen Linien der dreissig irdischen Stoffe, welche damit verglichen sind; sie liegt nicht weit von der *Barium*linie *Ba*, aber sie fällt nicht mit ihr zusammen.

HUGGINS, FRANKLAND und LOCKYER haben sich mit der

Fig. 161.



Spectrum eines Nebelflecks, verglichen mit der Sonne und einigen irdischen Stoffen.

Frage beschäftigt, aus welchem Grunde die übrigen charakteristischen hellen Linien der genannten Gase in dem Spectrum des Nebels nicht sichtbar sind. Sie fanden, dass, wenn man die GEISSLER'sche Röhre, in welcher Wasserstoff oder Stickstoff durch den elektrischen Funken glühend gemacht werden, etwas von dem Spalte des Spectroskops entfernt und die Spectra aus einer hinreichend grossen Entfernung betrachtet, nicht bloss die doppelte Linie des Stickstoffs einfach erscheint, sondern auch die übrigen hellen Linien beider Gase aus dem Spectrum verschwinden, mit alleiniger Ausnahme der-

jenigen, welche auch in dem Spectrum des Nebels gesehen werden.

Frankland und Lockyer fanden auch einen gewissen Einfluss der Temperatur und des Druckes, allein Fievez hat jüngst durch eine Reihe einwurfsfreier Experimente gezeigt, das die Lichtintensität des strahlenden Körpers den grössten Einfluss ausübt. Er experimentirte, indem er das Licht, welches ein Spectroskop empfing, in seiner Helligkeit änderte, dabei aber Temperatur und Druck constant liess. Unter diesen Umständen verschwand im Spectrum des Wasserstoffs bei abnehmender Helligkeit zuerst die Linie $H\beta$, dann $H\alpha$, während $H\gamma$ bis zuletzt sichtbar blieb. Diese Linie ist es nun auch, welche man allein im Spectrum der meisten Nebel findet. Ganz ähnliche Resultate ergab der Versuch mit dem Stickstoffspectrum. Es bestätigt sich also die schon von Huggins als Vermuthung geäusserte Ansicht, dass die anderen Linien, welche in den Spectren des irdischen Wasserstoffs und des Stickstoffs vorkommen, bei der Fortpflanzung des Lichtes durch den unmesslichen Raum von dem Nebelflecke bis zu uns ausgelöscht werden.

Ausser obigen drei hellen Linien zeigte das Spectrum des Nebelflecks *(Fig. 160)* noch ein äusserst schwaches continuirliches Spectrum von kaum wahrnehmbarer Breite, welches seiner Natur nach nur von dem diffusen Lichte eines schwach glühenden festen oder flüssigen *Kerns*, oder auch von dem Lichte einer matt leuchtenden, in der Form eines Dunstes von festen oder flüssigen Theilchen bestehenden Materie herrühren konnte.

Alle planetarischen Nebel haben dasselbe Spectrum; die hellen Linien derselben glänzen mit einer relativ bedeutenden Lichtstärke im Spectroskope, obgleich die Nebelflecke selbst nicht deutlicher sichtbar sind wie die Sterne

neunter Grösse. Der Grund davon ist der, dass das Licht der letzteren sich auf ein continuirliches Spectrum ausbreitet, während das Licht der Nebelflecke auf ein paar Linien concentrirt bleibt; es ist also derselbe Grund, welcher macht, das man am hellen Tage das Spectrum der Sonnenprotuberanzen gleichzeitig mit dem sehr abgeschwächten Spectrum des Tageslichtes beobachten kann.

Prof. C. Pickering hat das charakteristische Spectrum der planetarischen Nebel im Gegensatze zu demjenigen der Fixsterne mit Glück benutzt, um solche planetarische Nebel zu entdecken, die wegen ihrer Kleinheit sich auch in den grössten Teleskopen nicht von kleinen Fixsternen unterscheiden lassen. Zu diesem Zwecke wurde zwischen dem Objectiv und dem Ocular des 15zolligen Refractors zu Cambridge M. ein kleines geradsichtiges Spectroskop angebracht und das Fernrohr in seiner Lage festgeklemmt. Die ununterbrochen durch das Gesichtsfeld ziehenden Fixsterne zeigten farbige Lichtlinien, die sich sehr charakteristisch von dem monochromatischen Lichte der Nebelflecke unterschieden. Auf diese Weise gelang es demselben schon bei der ersten Anwendung dieser Methode vier neue planetarische Nebel zu entdecken.

Fig. 162 ist der planetarische Ringnebel im *Wassermann*, nach der von Lord Rosse gemachten Zeichnung. Derselbe hat ein Spectrum von drei hellen Linien, von denen die eine auf die Anwesenheit von Stickstoff, die andere auf Wasserstoff hinweist.

Auf den ersten Blick erkennen wir in dem Nebelfleck, *Fig. 163*, einen der von Rosse sogenannten Spiralnebel (H. 4964); derselbe ist dadurch merkwürdig, dass sein Spectrum vier glänzende Linien zeigt, unter denen ebenfalls sowohl die Stickstoff- als die Wasserstofflinie vorkommt.

Huggins sah im Spectrum des Ringnebels in der *Leyer* (H. 4447), *Fig. 164* (S. 350), anfangs nur eine helle Linie und zwar die des Stickstoffs, später noch eine andere. Wenn man das Spectroskop so auf den Nebelfleck richtet, dass der Spalt denselben ganz durchschneidet, so erscheint die helle Linie aus zwei glänzenden Strichen zusammengesetzt, welche den unteren und oberen Ringschnitten entsprechen. Diese beiden Striche sind durch einen schmalen Strich verbunden, welcher zeigt, dass der lichtschwache innere Theil des Nebels von derselben Beschaffenheit ist wie der umgebende Ring.

Fig. 162.



Planetarischer Ringnebel im Wassermann nebst Spectrum.

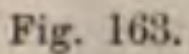


Fig. 163.



Spiralnebel (H. 4964).

Das kraftvolle Instrument zu Bothcamp zeigte jedoch auch im Spectrum dieses Ringnebels drei Linien, von denen zwei gemessen wurden, die Lage der dritten wegen Lichtschwäche jedoch nur geschätzt werden konnte; letztere fällt nach Vogel's Meinung unzweifelhaft mit $H\beta$ zusammen; auch in dem schwächern,

den Nebelring ausfüllenden Nebel konnte VOGEL die beiden ersten Linien erkennen.

Der grosse *Orion-Nebel* ist mehrfach Gegenstand der spectroskopischen Untersuchung gewesen; sein sichtbares Spectrum besteht aus drei sehr deutlich ausgeprägten hellen Linien, von denen wieder die eine die Stickstoff-, die andere die Wasserstofflinie ist.

Nach VOGEL's Untersuchungen treten die genannten drei Linien in allen Theilen des Nebels auf und auch ihre relative Helligkeit ist überall die gleiche. Sie stehen auf ganz dunklem Grunde und keine Spur eines continuirlichen Spectrums ist sichtbar. Die Wellenlänge dieser Linien bestimmte VOGEL zu resp. 500,3, 495,8 und 486,1 milliontel Millimeter.

Fig. 164.



Ringnebel in der Leyer nebst Spectrum.

Uebrigens haben sowohl Lieutenant HERSCHEL in Indien als auch Lord ROSSE und Prof. WINLOCK (vom *Harward* Observatorium) noch eine vierte helle Linie in diesem Nebel gefunden, welche HUGGINS bereits in dem Nebel H. 4964 *(Fig. 163)* angetroffen hat und die wahrscheinlich ebenfalls dem Wasserstoff angehört. Auch VOGEL hat diese Linie später gesehen. Möglicherweise sind noch andere sehr schwache Linien in diesem Spectrum vorhanden, zu deren Wahrnehmung aber weit grössere und mächtigere Instrumente erforderlich sind, als bisher zu Gebote stehen.

Die spectroskopische Methode, durch welche bei einer Anzahl von Fixsternen die in der Richtung zum Beobachter liegende Bewegungscomponente ermittelt wurde, ist von HUGGINS auch auf die Nebelflecke angewandt worden;

bei den sieben genauer untersuchten Nebeln zeigte sich keine Verschiebung der beobachteten Linie, welche auf eine Geschwindigkeit von wenigstens 30 engl. Meilen in der Secunde hätte schliessen lassen.

Das spectroskopische Studium der Nebelflecke ist noch zu jungen Datums und bei den gegenwärtigen Hülfsmitteln zu schwierig, um weitere Resultate zu liefern. Es mag jedoch erwähnt werden, dass in dem Gasspectrum des Nebels im Drachen (H. 4374), den HUGGINS zuerst untersuchte, 1864 die Linie 2 heller als 3 war, während VOGEL 1871 im Widerspruch mit HUGGINS die Linie 3 an Helligkeit gleich 2, bisweilen sogar noch etwas heller fand, D'ARREST im folgenden Jahre dagegen abermals 2 unzweifelhaft heller als 3 sah. Hier scheint also die Vermuthung berechtigt, dass eine gewisse Aenderung im Zustande des Nebellichtes stattgefunden habe.

Bei der gewöhnlichen spectroskopischen Beobachtung der Nebelflecke gewahren wir nur die sichtbaren Strahlen derselben; wollen wir auch die unsichtbaren Strahlen jenseits G und H zur Wahrnehmung bringen, so sind wir auf die Photographie angewiesen, welche wie bei den Sternen auch die ultravioletten Strahlen darstellt und damit das sichtbare Spectrum ergänzt. Mittels des Apparates, den HUGGINS zur Photographie der Sternspectra benutzte und der § 26 beschrieben ist, gelang es ihm am 7. März 1882, auch das Spectrum des Orionnebels zu photographiren. Die Dauer der Exposition betrug 45 Minuten und der Spalt wurde etwas weiter geöffnet als bei der Photographie der Sternspectra. Die photographische Platte zeigt deutlich die vier hellen Linien, welche das Spectrum des Nebels charakterisiren. Ausser ihnen erscheint noch eine starke Linie im Ultraviolett, deren Wellenlänge 373,0 milliontel

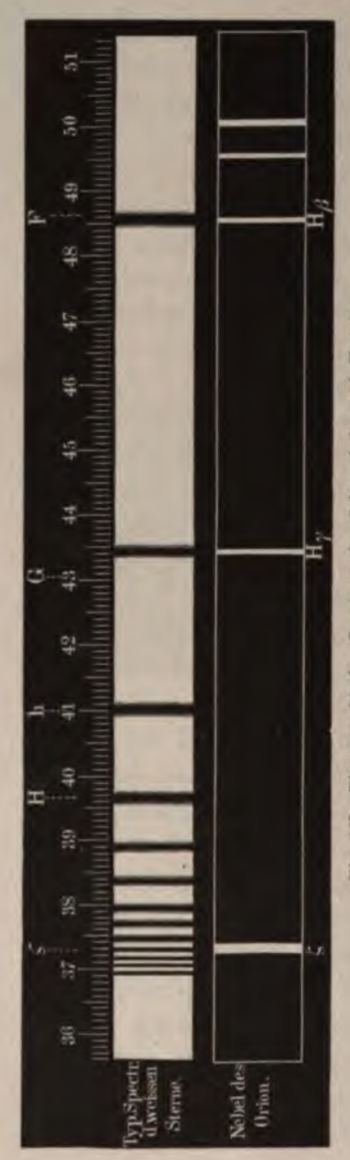


Fig. 165. Photographisches Spectrum des Orionnebels, nach Huggins.

Millimeter beträgt. Sie fällt nach der Ansicht von Huggins zusammen mit der Linie ζ des typischen photographischen Spectrums der hellsten weissen Sterne und gehört vielleicht dem Wasserstoff an. *Fig. 165* zeigt das photographirte Spectrum des Orionnebels und darüber das Spectrum der weissen Sterne. Im Spectrum des Nebels sind die Linien $H\gamma$ und $H\beta$ schmal und gut begrenzt, während sie im Spectrum der weissen Sterne breiter und verwaschen sind (s. Tafel 13).

Fast gleichzeitig mit Huggins hat sich auch H. Draper mit der Photographie des Orionnebel-Spectrums beschäftigt. Er fand die merkwürdige Thatsache, dass in jenem Nebel, unmittelbar vor dem Trapez zwei hellere Stellen vorhanden sind, welche ein continuirliches Spectrum geben. Dort muss sich also entweder ein Gas

unter sehr hohem Druck oder eine flüssige oder feste selbstleuchtende Materie befinden, aber Sterne von einiger Helligkeit zeigen sich an jenen Stellen nicht. Die Wasserstofflinie $H\gamma$ zeigt sich in der Photographie von DRAPER stark und scharf begrenzt, diejenige bei *h* ist dagegen sehr fein, und ausserdem zeigen sich noch Spuren anderer äusserst feiner Linien im Violett. Die Linie ζ, welche HUGGINS in seiner Photographie des Spectrums vom Orionnebel erhielt, fehlt in DRAPER's Photographie; dies kann nach des Letztern Meinung daher rühren, dass HUGGINS den Spalt des Spectroskops auf eine andere Region des Nebels gerichtet hatte, oder auch weil derselbe einen Reflector, DRAPER aber einen Refractor anwandte, oder endlich auch von der Art und Weise der Entwickelung des photographischen Bildes selbst.

HUGGINS theilt auf Grund seiner Beobachtungen die Nebelmassen in zwei Gruppen ein; dieselben umfassen

1) die Nebel, deren Spectrum aus einer oder mehreren *hellen* Linien besteht;
2) die Nebel, deren Licht durch das Prisma in ein Spectrum von *continuirlichem Ansehen* ausgedehnt wird.

Von sechzig durch HUGGINS untersuchten Nebelflecken gehört ungefähr ein Drittel der ersten Gruppe an; ihr Spectrum besteht aus einer, zwei oder drei hellen Linien, einige zeigen zugleich noch ein sehr schmales, schwaches, continuirliches Spectrum. Es sind die folgenden:*

Nr. 4373 . . .	37 *H.* IV	Nr. 4510 . . .	51 *H.* IV
„ 4390 . . .	6 Σ	„ 4628 . . .	1 *H.* IV
„ 4514 . . .	73 *H.* IV	„ 4447 . . .	Ringnebel der Leyer

* Die Zahlen beziehen sich auf den Generalkatalog von J. HERSCHEL.

Nr. 4964 . . .	18 *H.* IV	Nr. 4499 . . .	38 *H.* VI
„ 4532 . . .	Dumb-bell	„ 4827 . . .	705 *H.* II
„ 1189 . . .	Orion-Nebel	„ 4627 . . .	192 *H.* I
„ 2102 . . .	27 *H.* IV	„ 385 . . .	76 *M*
„ 4214 . . .	5 *Σ*	„ 386 . . .	193 *H.* I
„ 4403 . . .	17 *M*	„ 2343 . . .	97 *M*
„ 4572 . . .	16 *H.* IV		

Sternhaufen und Nebel mit anscheinend continuirlichem Spectrum ohne Linien:

Nr. 4294 . . .	92 *M*	Nr. 4230 . . .	13 *M*
„ 4244 . . .	50 *H.* IV	„ 4238 . . .	12 *M*
„ 116 . . .	Andromeda-Nebel	„ 4244 . . .	50 *H.* IV
„ 117 . . .	32 *M*	„ 4256 . . .	10 *M*
„ 428 . . .	55 Andromedae	„ 4315 . . .	199 *H.* II
„ 826 . . .	2 *H.* IV	„ 4357 . . .	11 *M*
„ 4670 . . .	15 *M*	„ 4437 . . .	11 *M*
„ 4678 . . .	18 *H.* V	„ 4441 . . .	47 *H.* I
„ 105 . . .	151 *H.* I	„ 4473 . . .	Auw. 44
„ 307 . . .	156 *H.* I	„ 4885 . . .	56 *M*
„ 575 . . .	156 *H.* I	„ 4526 . . .	2081 *h*
„ 1949 . . .	81 *M*	„ 4625 . . .	52 *H.* I
„ 1950 . . .	82 *M*	„ 4600 . . .	15 *H.* V
„ 3572 . . .	51 *M*	„ 4760 . . .	207 *H.* V
„ 2841 . . .	43 *H.* V	„ 4815 . . .	53 *H.* I
„ 3474 . . .	63 *M*	„ 4821 . . .	233 *H.* II
„ 3636 . . .	3 *M*	„ 4879 . . .	251 *H.* II
„ 4058 . . .	215 *H.* I	„ 4883 . . .	212 *H.* I
„ 4159 . . .	1945 *h*		

Es ist von Interesse zu erfahren, inwiefern und in welchem Umfange die Classification der Nebelflecke, wie sie durch das Spectroskop angezeigt wird, mit denjenigen Resultaten über die Auflösbarkeit übereinstimmt, welche man durch die Riesenteleskope erhalten hat.

Die folgende Tabelle giebt hierüber Auskunft; sie rührt von Lord Oxmantown her, der alle Beobachtungen von Huggins mit denjenigen, die an dem grossen Spiegel-

teleskop seines berühmten Vaters, des Lord ROSSE, angestellt wurden, verglichen hat.

	Contin. Spectrum	Linien-Spectrum
Sternhaufen	10	0
Aufgelöst oder wahrscheinlich aufgelöst	10	0
Auflösbar oder wahrscheinlich auflösbar	5	6
Blau oder grün, wahrscheinlich nicht auflösbar	0	4
Ohne wahrgenommene Auflösbarkeit	6	5
	31	15
Nicht beobachtet durch Lord ROSSE	10	4
Im Ganzen	41	19

Die Hälfte der Nebel, welche ein continuirliches Spectrum gaben, ist also in Sterne aufgelöst worden, und ein Drittel ist wahrscheinlich auflösbar, während von den Nebeln mit Linien-Spectren nicht ein einziger von Lord ROSSE mit Sicherheit als aufgelöst gesehen worden ist. Unter Berücksichtigung der grossen Schwierigkeiten dieser Untersuchungen kann man daher kaum noch daran zweifeln, dass eine Uebereinstimmung zwischen den Resultaten des Teleskops und des Spectroskops besteht, und diejenigen Nebelflecke, deren Spectrum continuirlich erscheint, als eine Anhäufung von wirklichen Sternen, als *Sternhaufen*, zu betrachten sind, wogegen die Nebel, deren Spectrum aus hellen Linien besteht, für *leuchtende Gasmassen* gehalten werden müssen, in denen Stickstoff und Wasserstoff die vorwaltenden Bestandtheile sind. Obgleich die spectroskopische Untersuchung der Nebelflecke sich trotz aller bisherigen Fortschritte noch im Anfangsstadium befindet, so besitzt sie doch schon durch die erlangten Resultate eine grosse Wichtigkeit für das Studium aller Fragen, welche mit der Entwickelung des Universums in Verbindung stehen. Die genialen Schlüsse des ältern HERSCHEL, der lediglich aus den Beobachtungen mit seinen grossen

und lichtstarken Spiegelteleskopen auf das Vorhandensein wirklicher Nebelmassen und sogenannten kosmischen Weltdunstes schloss und in diesem die Keime der Sonnen- und Planetensysteme erblickte, haben durch die spectroskopischen Forschungen eine wichtige Unterstützung erhalten und sind so aus dem Bereiche blosser Speculation der wissenschaftlichen Ergründung näher gerückt worden.

Fünfte Abtheilung.

Die Ergebnisse der spectroskopischen Untersuchung der Kometen und Sternschnuppen.

31. Die Kometen.

Die Kometen unterscheiden sich durch ihr äusseres Ansehen und die kurze Dauer ihrer Sichtbarkeit, sowie durch ihre Bahnen und ihre Beschaffenheit wesentlich von den Weltkörpern, mit denen wir uns bis jetzt beschäftigt haben. Die uns sichtbar werdenden Kometen bewegen sich zwar sämmtlich um die Sonne als Bewegungscentrum, aber ihre Bahnen sind im Einzelnen sehr verschieden. Mehrere von diesen räthselhaften Gestirnen haben geschlossene Bahnen um die Sonne, die sie in regelmässig wiederkehrenden Perioden durchlaufen; andere kommen ganz unerwartet aus dem Weltenraume in unser Sonnensystem und entfernen sich darauf auf Nimmerwiedersehen. Zu den ersteren gehören folgende:

Komet	Umlaufszeit	Grösste Sonnen- Nähe	Grösste Sonnen- Ferne
	Jahre	Geographische Meilen	
Encke's	$3^1/_3$	6 Millionen	81 Millionen
Winnecke's	$5^1/_2$	15 „	109 „
Brorsen's	$5^3/_5$	12 „	112 „
Biela's	$6^3/_4$	17 „	122 „
Faye's	$7^1/_2$	34 „	118 „
Halley's	$76^1/_6$	$11^1/_2$ „	690 „

Während die vorstehenden Kometen eine kurze Umlaufszeit haben, ergeben die nach den gemachten Beobachtungen angestellten Berechnungen für die Kometen von 1858, 1811 und 1844 bezüglich die Umlaufszeiten von 2100, 3000 und 100000 Jahren, oder richtiger ausgedrückt: die Umlaufszeiten dieser Kometen sind so gross, dass wir sie gar nicht genauer bestimmen können. Nicht minder grosse Verschiedenheiten zeigen die Kometen in Bezug auf ihre Annäherung und Entfernung zur Sonne. Encke's Komet ist in dem Perihelium der Sonne zwölfmal näher als im Aphelium; einige von ihnen, deren grösste Sonnenferne weit über die Jupitersbahn hinausliegt, kommen der Sonne so nahe, dass sie beinahe ihre Oberfläche streifen. Der Komet von 1680 kam der Sonne so nahe, dass nach Newton's Schätzung seine Temperatur die des weissglühenden Eisens um das Zweitausendfache übertraf; er blieb bei seiner grössten Annäherung an die Sonne nur um ein Sechstel ihres Durchmessers von ihr entfernt; ebenso war der Komet von 1843 der Sonne so nahe, dass er infolge seines Glühens und des dadurch hervorgerufenen grossen Glanzes am hellen Tage gesehen werden konnte.

Viele Kometen zeigen eine centrale, mit mildem Lichte leuchtende Scheibe, die man den *Kern* nennt; der Kern ist umgeben von einer matter leuchtenden Dunst- oder Nebelhülle, der *Coma;* Kern und Coma bilden den *Kopf* des Kometen. In den besten Fernrohren schrumpft übrigens der Kern eines Kometen fast zu einem Punkte zusammen, so dass es zweifelhaft bleibt, ob in Wirklichkeit überhaupt ein eigentlicher Kern vorhanden ist. Bei fast allen Kometen, welche mit blossem Auge sichtbar sind, geht vom Kopfe ein mehr oder minder breiter und langer, geradliniger oder gebogener, einfacher, sehr selten mehr-

facher Lichtstreifen aus, der *Schweif*, für dessen Richtung im Allgemeinen die Regel gilt, *dass er von der Sonne abgewendet ist* und die Verlängerung einer die Sonne und den Kometen verbindenden geraden Linie bildet. Während der Schweif bei den teleskopischen Kometen häufig fehlt und diese dann das Ansehen eines grössern oder kleinern, mehr oder minder regelmässigen Nebels haben, *Fig. 166* (DONATI's Komet bei seinem Erscheinen am 2. Juni 1858), zeigte der Julikomet von 1861, *Fig. 167*, zwei Schweife; der Komet von 1844 hatte sogar sechs Schweife.

Fig. 166.



Donati's Komet am 2. Juni 1858.

Die Schweife wie die Coma der Kometen sind *durchsichtig* und bewirken keine Brechung der Lichtstrahlen, welche von den dahinter stehenden Sternen ausgehen. BESSEL sah am HALLEY'schen, STRUVE am BIELA'schen Kometen Fixsterne nur wenige Secunden vom Mittelpunkte hinter dem Kerne, der über sie hinwegging und sie weder unsichtbar

Fig. 167.



Julikomet am 3. Juli 1861.

machte, noch selbst merklich schwächte; aus den angestellten genauen Messungen und den Berechnungen über die Bewegung des Kometen ergab sich zugleich, dass keine Brechung des Lichtes den Ort jener Sterne verändert hatte.

Gleiche Beobachtungen wurden an dem DONATI'schen Kometen von 1858 *(Fig. 168)* und dem Julikometen von

1861 *(Fig. 169)* gemacht. Dicht am Kopfe des erstern, an einer Stelle, wo der beginnende Schweif gegen 12 000 Meilen dick war, sah man den Stern Arcturus hell durchleuchten; bei beiden Kometen funkelte eine Menge Fixsterne durch den noch viel dickern Schweif mit ungeschwächtem Lichte hindurch. Der Komet von 1828 bildete eine Kugel von ungefähr 125 000 Meilen Durchmesser, und dennoch sah Struve durch die Mitte desselben einen Stern elfter Grösse, so dass diesen Beobachtungen zufolge das Dazwischentreten eines Kometen das Licht der Sterne nicht aufhält.

Fig. 168.



Donati's Komet am 5. October 1858.

Die Nebelhülle oder Coma zeigt Veränderungen in der Form und Grösse, je nachdem sich der Komet der Sonne nähert oder sich von ihr entfernt. Man sollte glauben, dass sich die Nebelhülle bei der Annäherung an die Sonne infolge der starken Erhitzung stets auflockern und ausdehnen werde; aber man hat bei vielen Kometen gerade das Entgegengesetzte beobachtet. Bei dem Encke'schen Kometen z. B. war im Jahre 1838 der Durchmesser der Coma am 9. October 61 000 Meilen, am 25. October 26 200 Meilen, am 23. November 8400 Meilen und am 17. December nur noch 650 Meilen.

Der *Schweif* ist eine Fortsetzung der Coma und erscheint, wie schon bemerkt, in den meisten Fällen von der

Sonne *abgekehrt*, mag sich der Komet der Sonne nähern oder sich von ihr entfernen.

Die *Fig. 170*, eine Zeichnung des Prof. JOH. MÜLLER, macht diese Schweifstellung sehr anschaulich. In dem Sternkärtchen sind auf der unteren Linie rechts die Stellen bezeichnet, an welchen die Sonne am 27. September, am 8. und 14. October stand, und diese Sonnenörter sind mit den gleichzeitigen Oertern des DONATI'schen Kometen durch

Fig. 169.



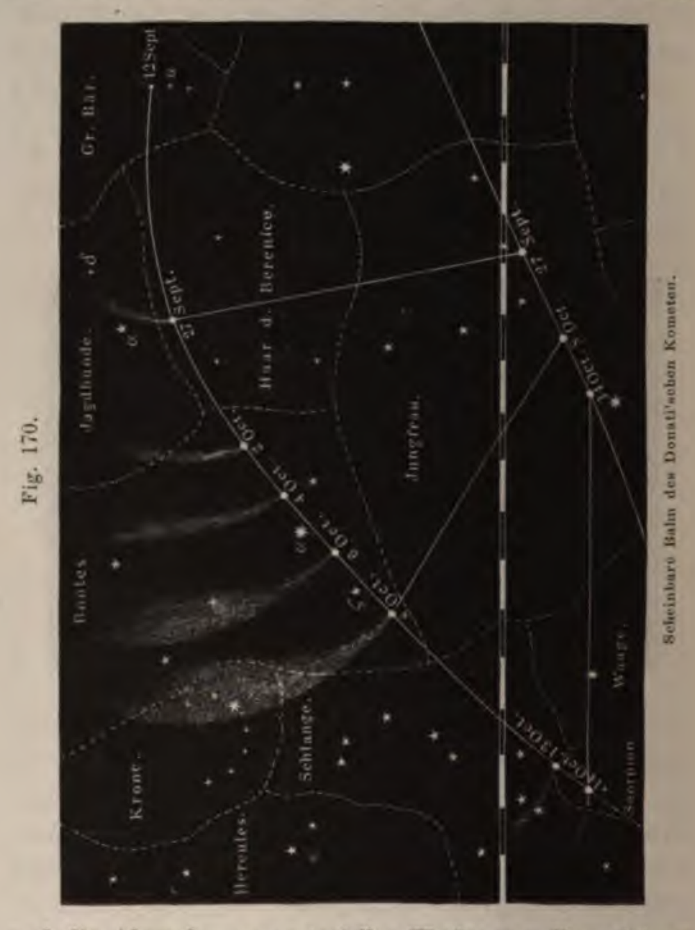
Julikomet am 2. Juli 1861.

gerade Linien verbunden. Der Schweif erschien stets gekrümmt, und zwar mit der convexen Seite nach derjenigen Richtung hin gewendet, nach welcher sich der Komet fortbewegte. Dabei zeigte sich diese voranschreitende Seite weit schärfer begrenzt als die concave, gerade so als ob irgend ein widerstehendes Medium sich der Fortbewegung des Schweifs entgegengestellt und diesen zurückgedrängt hätte.

Bei der Annäherung eines Kometen an die Sonne vergrössert sich der Schweif regelmässig, woraus folgt,

dass die Sonne, sei es infolge der Wärmewirkung oder auf andere Weise, zur Schweifbildung wesentlich beiträgt

Fig. 170.



Scheinbare Bahn des Donati'schen Kometen.

und die Absonderung materieller Theile vom Hauptkörper der Kometen verursacht. Die *Länge* der Schweife liegt nur in seltenen Fällen unter 100 000 Meilen, in anderen Fällen aber erstreckt sich dieselbe auf 20, 30 und mehr

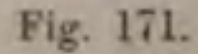
Millionen Meilen. Die *Breite* des Schweifes des grossen Kometen von 1811 war an der breitesten Stelle bei 3000000 Meilen, die Länge 25000000 Meilen und bei dem zweiten desselben Jahres sogar 30000000 Meilen. Und doch geht die Bildung des Schweifes in sehr kurzer Zeit, oft in einigen Wochen und Tagen vor sich.

In welcher Weise die Annäherung an die Sonne auf die Schweifbildung einwirken kann, zeigt der Komet von 1680, der in seiner grössten Sonnennähe stündlich einen Weg von 260000 geographischen Meilen zurücklegte und dabei in zwei Tagen einen Schweif von 12000000 geographischen Meilen ausstiess.

Es ist sehr wahrscheinlich, dass unsere Erde am 30. Juni 1861 durch die Schweifmaterie des prachtvollen sogenannten *Julikometen (Figg. 171* und *172)*, der am 29. Juni plötzlich am nördlichen Himmel erschien, hindurchgegangen ist, ohne dass wir etwas davon wahrgenommen haben. Aehnlich verhielt es sich mit dem Kometen von 1776, der mitten zwischen den Trabanten des Jupiter hindurchging, ohne diese in ihrem Laufe auch nur im Mindesten zu stören. Ein Gleiches geschah aber nicht an dem Kometen; die Einwirkung des Jupiter auf seine geringe Masse war so gross, dass er vollständig aus seiner langgestreckten Bahn hinausgeschleudert und in eine neue hineingedrängt wurde, welche er nun in ungefähr 20 Jahren durchläuft.

Sobald sich ein Komet der Sonne nähert, beginnen sich auf seinem Kerne Processe zu entwickeln, welche sich im Fernrohre als Ausströmungen leuchtender Materie darstellen. Solche Ausströmungen sind zuerst von HEINSIUS an dem grossen Kometen des Jahres 1744, sodann von BESSEL an dem HALLEY'schen Kometen (1835) viele Tage

lang beobachtet und sorgfältig nach Lage und Richtung gemessen worden. Diese Ausströmung ging bei den letzteren Kometen in der Form eines ausgebreiteten Fächers aus dem Kerne hervor und die Richtung ihrer Mittellinie ging anfangs ziemlich nahe auf die Sonne zu; bald aber veränderte sich diese Richtung und ent-


Fig. 171.



Kopf des Kometen von 1861, beobachtet von Secchi am 30. Juni.

fernte sich abwechselnd bald nach rechts, bald nach links von dem Radius Vector, so dass der ausströmende Lichtkegel nach Art eines Pendels eine drehende oder schwingende Bewegung zeigte. Die Ausströmungen aus dem Kerne waren am lebhaftesten, wenn sie in gerader Richtung nach der Sonne hin erfolgten; sie nahmen jedesmal ab in dem Masse, wie sich ihre Richtung von dem Radius Vector entfernte, und hörten ganz auf, wenn der

Lichtkegel im Begriffe war, nach der anderen Seite umzukehren. Beide Beobachter sahen ferner, dass die ausgeströmte Materie in der Richtung zur Sonne nur bis zu einer gewissen Grenze kam, dann aber umbog und in einer aufwärts gerichteten Bewegung zu beiden Seiten des Kerns

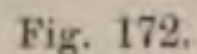


Fig. 172.



Kopf des Kometen von 1861, beobachtet von Secchi am 1. Juli.

mit grosser Geschwindigkeit sich von der Sonne entfernte. Hiermit stimmt die Erscheinung überein, dass die Ausströmung der Kometenmaterie nach der Sonne hin sich zuweilen in periodisch wiederkehrenden Intervallen wiederholt; bei dem Kometen von 1862 brach, als der erste Dunststrom verschwunden war, sofort ein zweiter hervor, und als auch dieser erschöpft zu sein schien, kam der erste

wieder zum Vorschein. Die Kometen von 1858 (Donati) und von 1861 zeigten eine Menge solcher leuchtender Dunstströme, die nach der Sonne hin ausgestossen wurden und auf der Sonnenseite des Kometen ein Maximum der Fortbewegung erlangten, dann aber nach der entgegengesetzten Seite umbogen und dadurch mehrere Höfe oder rückwärts bis zum Schweife sich verlängernde Bögen bildeten, wie es in den *Figg. 171* und *172* nach den von P. Secchi gemachten Beobachtungen in etwas übertrieben scharfen Contouren dargestellt ist.

Die Geschwindigkeit, mit welcher sich die ausgestossene Materie des Kometen von der Sonne entfernt und als Schweif aufwärts steigt, ist zuweilen ungemein gross. Olbers fand auf Grund von genauen Messungen an dem Schweife des grossen Kometen von 1811, dass derselbe über 12000000 geographische Meilen lang war und dass diese ungeheure Länge von dem Kometendunste in etwas mehr als 11 Tagen durchflogen wurde.

Endlich müssen wir noch der merkwürdigen Erscheinung gedenken, dass sich ein Komet zuweilen in zwei Theile theilt und die beiden getrennten Theile dann als selbständige Kometen ihre Bahnen verfolgen. Ein solches Ereigniss hat sich unter den Augen der Beobachter im Jahre 1845 an dem Biela'schen Kometen vollzogen. Als derselbe im Jahre 1845 am 26. November beobachtet wurde, erschien er als schwacher, nicht völlig runder Nebelfleck mit einer geringen Verdichtung gegen die Mitte hin. Am 19. December war er etwas mehr in die Länge gezogen, und 10 Tage später hatte er sich in zwei deutlich getrennte Nebelmassen von gleicher Dimension zertheilt, die beide mit Kopf und Schweif versehen waren und von da an länger als 3 Monate in einem Abstande

von $^1/_{10}$, später von $^1/_5$ Mondbreite neben einander fortliefen. Im August 1852 kehrte das Kometenpaar zurück; der Abstand beider Körper, welche über $6^1/_2$ Jahre gemeinschaftlich ihre Bahn um die Sonne durchlaufen hatten, war in dieser Zeit erheblich gewachsen und von 34 000 auf 300 000 Meilen gestiegen. Aber damit nicht genug; gemäss der bekannten Umlaufszeit stand im Jahre 1859 und nochmals im Jahre 1866 seine Rückkehr wieder zu erwarten, und zwar musste er von der Erde aus gesehen werden, da seine Bahn die Erdbahn an der Stelle durchschneidet, wo die Erde sich am 30. November befindet. Aber aller Nachforschungen ungeachtet hat man nichts von ihm gesehen, und es scheint, dass er sich aufgelöst und eine andere Form seiner Existenz angenommen hat, auf die wir später zurückkommen werden.

Wir mussten auf die wichtigeren Erscheinungen, welche die Kometen theilweise schon dem blossen Auge, hauptsächlich aber dem Teleskope darbieten, etwas weitläufiger, als es unser nächster Zweck zu verlangen scheint, eingehen, um einen Ausgangspunkt für die Beantwortung der Fragen nach der physischen Natur dieser Himmelskörper zu gewinnen und einen Massstab zu erhalten bei der Vergleichung desjenigen Materials, welches uns die teleskopische Beobachtung und die Spectralanalyse darbietet.

Diese Fragen sind nämlich einestheils darauf gerichtet, ob die Kometen, wie die Fixsterne und Nebelflecke, *eigenes Licht* ausstrahlen oder gleich den Planeten im reflectirten Lichte der Sonne leuchten, anderntheils auf die stoffliche Zusammensetzung und die physische Constitution derselben. Es ist wahrscheinlich, dass die Kometen aus einem Stoffe bestehen, der entweder wie die Gase im höchsten Grade der Verdünnung *vollkommen durchsichtig* ist, oder aus zahllosen

kleinen festen Körperchen zusammengesetzt ist, die unter sich leere Zwischenräume bilden, durch welche das Licht der Sterne ungehindert durchstrahlt und die, durch die gegenseitige Anziehungskraft zusammengehalten, *neben einander* wie Theilchen einer Staubwolke durch den Weltenraum fliegen. Es ist auch nicht undenkbar, dass gewisse Kometen Anhäufungen weissglühender Gase sind von ähnlicher Beschaffenheit wie die Nebelflecke.

Man hat geglaubt, dass die Physik in der *Polarisation* des Lichtes ein Mittel besitze, um zu erkennen, ob das Licht, welches von einem Körper ausgeht, eigenes oder fremdes ist, und hat dann, gestützt auf die mit derartigen Instrumenten an den Kometenkernen angestellten Beobachtungen, die Behauptung als unzweifelhaft ausgesprochen, dass das Kometenlicht kein eigenes, sondern das reflectirte Sonnenlicht sei. Aber Beobachtungen dieser Art sind durchaus nicht entscheidend, weil in dem genannten Instrumente das *unregelmässig* zurückgeworfene diffuse Licht eben so wenig polarisirt erscheint als dasjenige, welches einer selbständigen Quelle entströmt.

Sehen wir jetzt zu, was die Spectralanalyse bezüglich der Kometen geleistet hat, wobei wir zunächst nur von dem sichtbaren Spectrum derselben sprechen werden.

Donati in Florenz hat zuerst das Licht eines Kometen (I. 1864) spectralanalytisch untersucht; er vergleicht das Spectrum desselben mit dem der Metalle, in welchem die dunklen Theile breiter als die leuchtenden seien, und betrachtet das ganze Spectrum als aus drei *hellen* Linien zusammengesetzt.

Secchi und Huggins beobachteten im Januar 1866 den Kometen von Tempel und fanden ein an beiden Enden allmählich verschwindendes *continuirliches* Spectrum, in

welchem SECCHI *drei*, HUGGINS jedoch nur *eine helle* Linie sah. Die von beiden Beobachtern gesehene Linie war die glänzendste und lag etwa in der Mitte zwischen *b* und *F* des Sonnenspectrums.

Weder über die Natur noch den Aggregatzustand der Stoffe, welche reflectirtes Licht in das Spectroskop bringen, giebt das continuirliche Spectrum Auskunft; doch ist es wahrscheinlich, dass die Coma und der Schweif aus demselben Stoffe bestehen wie der Kern. Die vorstehenden Beobachtungen geben daher nur das Resultat, dass ein *glühendes, leuchtendes Gas auf den Kometen vorhanden ist*, dass aber zugleich, sei es von diesem Gase oder von anderen nicht leuchtenden Bestandtheilen des Kometen, das Sonnenlicht reflectirt wird.

In den Jahren 1866 und 1867 beobachtete HUGGINS die Spectra zweier kleiner Kometen und fand, dass dieselben ebenfalls aus einem ununterbrochenen und einem Linienspectrum zusammengesetzt waren. Das Licht dieser Kometen war also wie das des TEMPEL'schen theils reflectirtes Sonnenlicht, theils von der Kometenmaterie ausgestrahltes eigenes Licht.

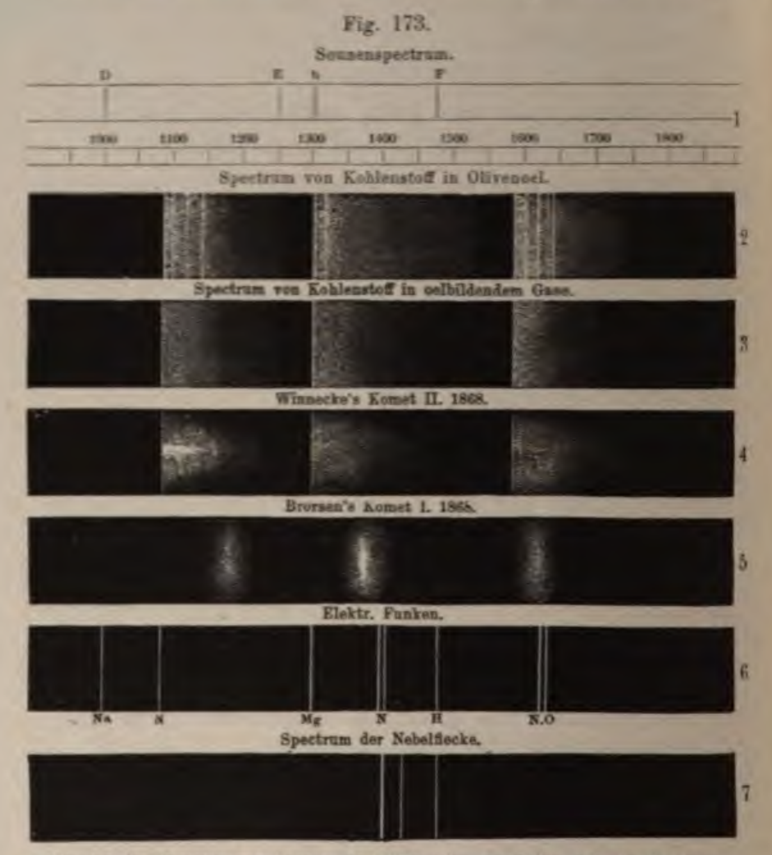
Das Jahr 1868 brachte die Wiederkehr zweier periodischer Kometen von grösserem Glanze, den Kometen I. von BRORSEN und II. von WINNECKE.

BRORSEN's Komet (I. 1868) hatte im Teleskope das Aussehen eines fast runden Nebels, in welchem die Helligkeit nach dem Centrum rasch zunahm; auch zeigte sich nur die schwache Spur eines Schweifes, eigentlich nur eine kleine Ausdehnung der Nebelhülle nach der von der Sonne abgekehrten Seite hin.

SECCHI untersuchte den Kometen mit dem einfachen, geradsichtigen Spectroskope und verglich das Spectrum des-

selben mit dem der Venus, indem Komet und Planet nach einander an dieselbe Stelle des Suchers gebracht wurden.

Fig. 173.



Spectra der Kometen von Brorsen und Winnecke, verglichen mit den Spectren der Sonne, des Kohlenwasserstoffs und der Nebelflecke.

HUGGINS beobachtete denselben vom 2. bis 13. Mai Mai und fand wie SECCHI, dass das Spectrum, *Fig. 173*, Nr. 5, *discontinuirlich* war und aus drei hellen Banden bestand, die zeigten, dass das Licht nicht bloss vom Centrum

des Kopfes, sondern auch von der Coma in das Spectroskop drang. Die lebhafteste Lichtzone war die mittlere, im Grün, ungefähr in der Mitte zwischen den FRAUNHOFER'schen Linien *b* und *F*. Wenn der Himmel sehr günstig war, so reducirte sich diese Zone auf eine einfache glänzende Linie. Weniger intensiv, aber immer noch hell leuchtend war die zweite Zone in dem Gelbgrün, ziemlich in der Mitte zwischen den FRAUNHOFER'schen Linien *b* und *D*; zuweilen konnte man noch im Roth einen Streifen unterscheiden, aber er war schwer zu fixiren. Die dritte Zone befand sich seitlich vom Blau nach dem Violett hin, ungefähr auf einem Drittel der Entfernung zwischen *F* und *G* von *F* aus.

Ein äusserst schwaches, in der Figur nicht eingetragenes Licht erfüllte gleichzeitig den ganzen Raum des Spectrums, das Anzeichen eines ungemein matten *continuirlichen* Spectrums.

Durch Verengerung des Spaltes liessen sich diese leuchtenden Bänder nicht in Linien auflösen, wie es der Fall ist mit den hellen Linien der Nebelflecke; die feinere Stellung des Spaltes hatte jedesmal ein Erblassen der Lichtzone bis zum völligen Verschwinden zur Folge.

Das Spectrum des BRORSEN'schen Kometen hat grosse Aehnlichkeit mit dem von DONATI beobachteten, aber es unterscheidet sich wesentlich sowohl in der Natur als in der Lage der hellen Lichtzonen von dem Spectrum der Nebelflecke; ein Vergleich dieser beiden Spectra Nr. 5 und Nr. 7 zeigt dieses auf den ersten Blick.

Der Komet II. 1868 wurde zuerst in der Nacht vom 13. auf den 14. Juni 1868 von WINNECKE in Karlsruhe beobachtet und strahlte bald in einem solchen Glanze, dass man ihn wie einen Stern siebenter bis achter Grösse mit

blossem Auge sehen konnte. Der Durchmesser der Coma betrug mit Einschluss der äussersten schwach leuchtenden Hülle ungefähr 6′ 20″, die Länge des Schweifes über 1°. Letzterer ging scharf von der Coma aus und zeigte keinen Zusammenhang mit dem hellen Kerne; die der Bewegungsrichtung *nachfolgende* Seite war scharf begrenzt, die andere verlief sich ganz unmerklich in den Himmelsraum.

Als SECCHI am 21. Juni den Kometen mittels des einfachen teleskopischen Spectroskops ohne Spalt untersuchte, hatte das Spectrum das Aussehen von drei lebhaften Lichtzonen, von denen sich die glänzendste wieder im Grün, die andere minder helle im Gelb und die schwächste im Blau befand. Als das Spectroskop mit einem HOFMANN'schen geradsichtigen vertauscht wurde, erschienen die drei Zonen sehr scharf und das verwaschene Licht war verschwunden. Bei der Vergleichung der Lage dieser Banden mit den Metallspectren ergab sich, dass die mittlere zwar sehr nahe mit der Magnesiumlinie *b* zusammenfiel, aber das ganze Spectrum doch nicht mit dem eines Metalls verwechselt werden konnte; dagegen erkannte er eine sehr grosse Aehnlichkeit zwischen dem Spectrum des Kometen und des *Kohlenwasserstoffs*, was ihn auf die Vermuthung brachte, dass diese Substanz das Selbstleuchten des Kometen verursache.

HUGGINS hat den Kometen von WINNECKE mit einem teleskopischen Spectroskope, bestehend aus zwei Prismen von 60°, untersucht und eine Abbildung des Spectrums sowohl des Kometen als auch der damit verglichenen Substanzen gegeben. In der *Fig. 173* ist Nr. 4 das Spectrum des Kometen, Nr. 2 das des elektrischen Funkens in Olivenöl, Nr. 3 des elektrischen Funkens in ölbildendem Gase, Nr. 6 giebt die Hauptlinien einiger dem Versuche

unterworfener Vergleichsstoffe, wenn sie durch den elektrischen Funken glühend gemacht werden (N = Stickstoff, NO = Stickstoffoxyd, H = Wasserstoff, Mg = Magnesium, Na = Natrium).

Der Apparat, dessen sich HUGGINS bei dieser Vergleichung bediente, ist in *Fig. 174* abgebildet. Das öl-

Fig. 174.



Huggins' Apparat zur Beobachtung des Kohlenwasserstoffspectrums.

bildende Gas war in der Flasche *a* enthalten und strömte von da durch die Röhre *b*, in welcher zwei Platinadrähte eingeschmolzen waren. An der Stelle, wo der Funken überspringen musste, war die Glaswand der Röhre durchbohrt, der Rand der Oeffnung genau abgeschliffen und die Oeffnung durch eine ebene Glasplatte wieder verschlossen. Das Licht des glühenden Gases wurde durch ein kleines

Spiegelchen c auf ein Reflexprisma im Innern des Rohres geworfen, von wo es auf die untere Hälfte von zwei Prismen (60°) fiel, deren obere Hälfte von dem Lichte des Kometen getroffen wurde. Auf diese Weise entstand das Spectrum des im elektrischen Funken glühenden ölbildenden Gases unmittelbar unter dem des Kometen und beide konnten daher leicht mit einander verglichen werden.

Die Beobachtungen SECCHI's sind von HUGGINS vollständig bestätigt worden: das Spectrum des Kometen bestand aus drei breiten, hellen Banden, die an den dem Roth zugekehrten Enden scharf begrenzt erschienen, an den entgegengesetzten Enden aber sich allmählich verliefen; es gelang indessen HUGGINS nicht, die Banden zu begrenzten Linien zusammenzuziehen, wohl aber schien die mittlere, glänzendste Zone mit einer scharf begrenzten hellen Linie zu beginnen. Wenn der Spalt auf die Randtheile der Coma eingestellt wurde, konnte man die drei Banden immer noch unterscheiden; wenn aber das Spectrum sehr schwach wurde, schien es continuirlich zu werden.

Vergleicht man das Spectrum des Kometen mit dem Spectrum des aus dem Olivenöl oder dem ölbildenden Gase durch die Hitze des elektrischen Funkens sich ausscheidenden Kohlenstoffs, so ist eine grosse Aehnlichkeit beider nicht zu verkennen; die Linien des Wasserstoffs, welche in dem Spectrum des Oelgases ausserdem noch vorkommen, waren in dem Spectrum des Kometen nicht sichtbar, so dass es scheint, dass man dieses Drei-Banden-Spectrum dem Kohlenstoff und nicht einer stabilen Kohlenwasserstoffverbindung zuzuschreiben hat. HUGGINS fand nämlich dieselben drei Banden im Verein mit den Linien des Stickstoffs, als er elektrische Funken durch Cyanogen hindurchgehen liess. Ebenso blieb das Spectrum im

Wesentlichen dasselbe, wenn auch weniger vollständig, sobald Verbindungen des Kohlenstoffs mit Sauerstoff angewandt wurden.

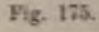
Derselbe Komet ist schliesslich ebenfalls von dem Astronomen H. M. C. Wolf in Paris spectroskopisch untersucht worden. Auch dieser fand, dass sich die drei hellen, durch vollkommen dunkle Zwischenräume getrennten Zonen durch Verengung des Spalts nicht zusammenziehen lassen und daher das Spectrum des Kometen keine Analogie mit dem der Nebelflecke darbietet.

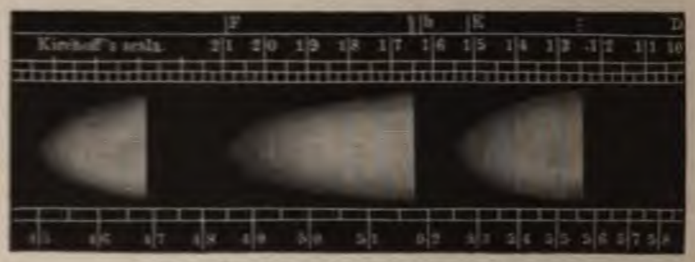
Das Spectrum des Kometen 1870 I. (Winnecke) ist von Wolf und Rayet untersucht worden; es bestand, wie die früheren, aus drei hellen Streifen, welche sich auf einem continuirlichen Spectrum ausbreiteten. Huggins fand für den hellsten Theil der mittleren Bande eine Wellenlänge von ungefähr 510 milliontel Millimeter, für die zweite 545 milliontel Millimeter, während die Lage der dritten Bande wegen Lichtschwäche nicht gemessen werden konnte.

Im December 1871 hat Professor Young das Spectrum des Encke'schen Kometen an mehreren Tagen beobachtet. Es bestand aus drei hellen Banden, von denen die mittlere am augenfälligsten war. An der weniger brechbaren Seite waren die Banden ziemlich scharf begrenzt, an der anderen fielen sie allmählich ab. Von einem continuirlichen Spectrum zeigte sich keine Spur, auch boten alle Theile des Kometen den gleichen spectroskopischen Anblick. *Fig. 175* giebt nach Young eine Vorstellung von dem Aussehen des Spectrums. Im Mittel aus Messungen an vier Tagen fand Young folgende Wellenlängen für die schärfer begrenzten Enden der drei Banden in milliontel Millimetern: 557,5, 517,4, 470,2. Am 1. December 5 Uhr 45 Min. mittl. Zeit von Washington ging der Komet fast

central über einen Stern neunter Grösse, so dass dieser an 200facher Vergrösserung des neunzolligen Refractors fast als Kern erschien. Im Spectroskop trat hierbei plötzlich ein schmales, longitudinales Spectrum auf, mitten durch dasjenige des Kometen.

Komet V. 1873 wurde von Vogel am 3., 6. und 11. September spectroskopisch beobachtet. Das Spectrum bestand aus drei hellen Banden, die nach dem Roth hin scharf begrenzt waren. Der Vergleich dieses Spectrums mit demjenigen des Kohlenstoffs ergab eine bemerkens-


Fig. 175.



Spectrum des Encke'schen Kometen 1871.

werthe Uebereinstimmung beider. Die Grenzen der Banden gegen Roth hin lagen bei folgenden Wellenlängen: 563,7, 517,5 und 472,7.

Der erste einigermassen helle Komet, der nach Erfindung der Spectralanalyse erschien, war derjenige, den Coggia am 17. April 1874 entdeckte. Er wurde vom 1. bis 15. Juli durch Huggins mit grosser Sorgfalt spectroskopisch untersucht. Sobald der Spalt des Spectroskops über den Kern in die Coma ging, erschien ein breites Spectrum von drei hellen Banden, gekreuzt von einem linearen continuirlichen Spectrum, das vom Lichte des

Kerns herzukommen schien. Ausserdem erschien ein continuirliches Spectrum, welches das Gasspectrum der Coma begleitete. Huggins konnte nicht entscheiden, ob das continuirliche Spectrum des Kerns von dunklen Linien durchzogen sei, allein d'Arrest erkannte darin unzweifelhaft einige Absorptionsbänder, auch fand er es kürzer und lichtärmer als dasjenige eines Fixsterns von gleicher Helligkeit. Die dritte Bande (Wellenlänge 470) fand d'Arrest bei diesem Kometen ungemein schwach.

Vogel hat ebenfalls diesen Kometen genauer spectroskopisch untersucht. Aus einer Zusammenstellung der einzelnen Messungen über die Begrenzungslinien der drei Banden gegen Roth hin fand er folgende Mittelwerthe der Wellenlänge:

	I	II	III
milliontel Millimeter:	562,5	515,1	471,6

Bestimmungen der Wellenlängen der hellsten Stelle in den einzelnen Banden und der Begrenzung der letzteren gegen Violett hin ergaben:

	I	II	III
hellste Stelle . . .	553,8	511,8	468,9
Ende	541	500	465

Der Brorsen'sche Komet wurde bei seiner Rückkehr 1879 durch v. Konkoly spectroskopisch untersucht. Das Spectrum zeigte die drei gewöhnlichen hellen Banden, daneben ein continuirliches Spectrum von 573,2 bis 455 milliontel Millimeter Wellenlänge reichend; letzteres konnte nicht lediglich vom Kern des Kometen stammen, sondern strahlte von der ganzen Nebelmasse aus, weil es dieselbe Breite wie die Banden hatte.

Im Spectrum des Kometen IV. 1880 fand v. Konkoly vier Banden (561,0, 549,2, 516,3, 485,6 milliontel Milli-

meter Wellenlänge), von denen aber die vierte sehr schwach war.

Aus allen angeführten Beobachtungen geht hervor, dass das typische Kometenspectrum fast immer aus drei an denselben Stellen belegenen, gegen Roth hin scharf begrenzten, gegen Violett aber verwaschenen Banden besteht. Die grösste Helligkeit der einzelnen Banden fällt jedoch bei den einzelnen Kometen nicht auf die gleiche Wellenlänge. Die Aehnlichkeit dieses Kometenspectrums mit demjenigen des Kohlenwasserstoffs ist so gross, dass die Ansicht, in den Kometenköpfen seien Kohlenwasserstoffverbindungen im Zustande des Glühens vorhanden, sich gleich anfangs aufdrängte. Auch liegt, wenn man erwägt, dass den directen teleskopischen Beobachtungen zufolge in den Kometenköpfen ungeheure Revolutionen vor sich gehen, Bewegungen von dampfartigen Massen, die an Grossartigkeit nur mit den Vorgängen auf der Sonnenoberfläche verglichen werden können, der Gedanke an gleichzeitige ungeheure Wärmeentwickelung so nahe, dass man ihn wohl kaum abweisen dürfte.

In Bezug auf die Constitution der Kometenmaterie in der Sonnenferne bemerkt schon Olbers, dass die Kometen aus Theilchen bestehen, welchen nur noch wenig an der Wärme oder einer anderen repulsiven Eigenschaft fehlt, welche sie besitzen müssen, um flüchtig zu werden.

Zöllner gelangt auf Grund einer Reihe der scharfsinnigsten Schlüsse über die Bedingungen für die Stabilität kosmischer Massen zu dem Resultate, dass eine endliche Dampf- oder Gasmasse im leeren unbegrenzten Raume keinen Gleichgewichtszustand anzunehmen im Stande ist, sondern sich durch eine stetig mit der Zeit abnehmende Dichtigkeit im Raume verlieren muss, und nimmt daher

an, dass die *kosmische* Materie der Kometen flüssig sei. „Befindet sich eine derartige Masse an einer Stelle des Weltraumes, wo die Strahlung keines Fixsterns wesentlich überwiegt, so muss sie diejenige Temperatur annehmen, welche man als *Temperatur des Weltraumes* bezeichnet und die Pouillet zu — 142° C. berechnet. Gelangt jedoch die betrachtete Masse durch die Attractionswirkung eines grössern Fixsterns (z. B. der Sonne) in die Nähe einer strahlenden Wärmequelle, so wird zunächst diejenige Seite erwärmt werden, welche der Strahlung ausgesetzt ist. Es werden daher vorzugsweise nur auf *dieser*, der Wärmequelle zugewandten Seite die Verdampfungs- und Siedeprocesse stattfinden, indem die auf der entgegengesetzten Seite befindlichen Theile im Schatten des flüssigen Körpers liegen und daher nur indirect, vermöge der durch Strömungen vermittelten Leitung, erwärmt werden können. Ist durch diesen Process die ganze Flüssigkeitsmasse in Dampf verwandelt — was bei um so niedrigeren Temperaturen geschehen kann, je kleiner die ursprünglich vorhandene Masse war — so wird dieselbe bei Entfernung von der Wärmequelle und der dadurch bedingten Temperaturerniedrigung entweder wieder einen flüssigen Kern erzeugen, oder, wenn die Temperaturabnahme keine hinreichende war, langsam im Raume durch stetige Verdünnung verschwinden.

Gelangen demnach flüssige Meteormassen in den Bereich der Anziehungskraft der Sonne, so werden sie sich uns als Körper darbieten müssen, die von einer Dunsthülle umgeben sind, welche sich auf der der Sonne zugewandten Seite fortdauernd entwickelt. Je kleiner die Massen sind, in desto grösserer Entfernung von der Sonne werden sie vollständig in Dampfkugeln verwandelt sein und als-

dann, infolge der Durchstrahlbarkeit der ganzen Masse, keine wesentlichen Unterschiede mehr auf der der Sonne zu- und abgewendeten Seite zeigen können.

Zur Erklärung der beobachteten Dunstausströmungen aus dem Kerne nach der Sonne hin und der damit in Verbindung stehenden Schweifbildung nach der entgegengesetzten Seite nahm schon Olbers an, dass die von dem Kometen und seiner Atmosphäre entwickelten Dämpfe sowohl von *diesem*, als von der Sonne *abgestossen* würden. „Diese Dämpfe," sagt Olbers, „müssen sich also dort anhäufen, wo die Repulsivkraft des Kometen, die wahrscheinlich umgekehrt wie das Quadrat des Abstandes vom Kern abnimmt, von der Repulsivkraft der Sonne überwogen zu werden anfängt. Ich weiss durchaus nicht, woher diese Repulsivkraft oder, bestimmter zu reden, woher dieses Bestreben der Schweifmaterie, sich von der Sonne und dem Kometenkern zu entfernen, entsteht: genug, dass die Beobachtung es deutlich zeigt. Enthalten kann man sich indessen schwerlich, dabei an etwas unseren *elektrischen* Anziehungen und Abstossungen Analoges zu denken. Warum sollte auch diese mächtige Naturkraft, von der wir in unserer feuchten, stets leitenden Atmosphäre schon so bedeutende Wirkungen sehen, nicht im grossen Weltall nach einem weit über unsere kleinlichen Begriffe gehenden Massstabe wirksam sein?"

In ähnlicher Weise spricht Bessel seine Ansicht über die Entstehung der Schweife aus; wie Olbers widerlegt er die Hypothese Newton's, dass in derselben Art, wie die Rauchwolken (und der Luftballon) in unserer Atmosphäre sich von der Erde entfernen, so auch die Schweife der Kometen durch das Aufsteigen ihrer leichteren Theilchen in einem schweren Aether erzeugt würden. Die Bildung

der Dunstströme und des Schweifes ist er geneigt einer *Polarkraft* zuzuschreiben, welche sich mit den Wirkungen der Elektricität und des Magnetismus vergleichen lasse, ohne jedoch näher darauf einzugehen, was unter dieser Polarkraft zu verstehen sei. Die Erscheinungen der Schweifbildung erklärt Bessel in befriedigender Weise, indem er annimmt, dass die abstossende Wirkung dieser Polarkraft der Sonne in verschiedenen Punkten der Kometenbahn den Quadraten ihrer Abstände umgekehrt proportional sei, und dass die Schweiftheilchen, nachdem sie mit einer bestimmten Geschwindigkeit und in einer bestimmten Richtung aus der Sphäre der Anziehungskraft des Kometen ausgetreten sind, als freie materielle Punkte zu betrachten sind, auf welche die Sonnenkraft beständig einwirkt.

Die Beobachtungen von Olbers und Bessel über die Bildung und die Veränderungen der Richtung der Ausströmungen aus dem Kometenkerne sind im Wesentlichen von Pape und Winnecke an den hellen Kometen von 1858 und 1862 bestätigt worden; auch die oscillirende Bewegung wurde an dem letztern Kometen wieder wahrgenommen und Winnecke erklärt dieselbe dadurch, dass die *Reaction* der ausströmenden Massen, deren Richtung wohl selten durch das Centrum des Kometenkerns geht, dem Kerne eine Rotation ertheilt habe, die aufhörte oder eine andere Richtung annahm, sobald eine neue Ausströmung in anderer Richtung die Wirkung der früheren allmählich schwächer gewordenen Ausströmung überwand.

Bessel hat in seiner klassischen Untersuchung über den Halley'schen Kometen die Krümmung des Schweifes dargestellt als das Ergebniss des Zusammenwirkens der eigenen Bewegung des Kometen und der abstossenden Kraft, welche die Sonne auf die flüchtigen Theilchen der

aus dem Kometenkerne aufsteigenden Materie ausübt. Unter dieser Voraussetzung hat neuerdings Prof. Bredichin in Moskau ausgedehnte Untersuchungen über die Krümmungen der Schweife einer grossen Anzahl von Kometen angestellt und er kam unter der fernern Annahme, dass die Grösse der Schweifkrümmung durch das Moleculargewicht der Substanzen bedingt werde, die eben den Schweif bilden, zu dem Schlusse, dass drei verschiedene Typen von Kometen zu unterscheiden sind. Die zum ersten Typus gehörigen Schweife würden vorzugsweise aus Wasserstoff bestehen, diejenigen des zweiten Typus aus Kohlenwasserstoffen und die des dritten würden Eisen, Chlor etc. enthalten. Das Hauptbedenken gegen diese Schlussfolgerung fand seine Begründung in der Thatsache, dass das Spectrum aller bisher untersuchten Kometen stets ein und denselben Typus zeigt. Wir werden aber weiterhin sehen, dass diese Uebereinstimmung der Kometenspectra nur eine zufällige gewesen ist, indem gegenwärtig ein Komet bekannt ist, dessen Spectrum völlig von demjenigen aller früher beobachteten abweicht.

Welcher Art die von der Sonne auf die Materie der Kometen ausgeübte abstossende Kraft ist, lässt sich bis heute durch directe Beobachtungen noch nicht ermitteln. Zöllner hält sie für durchaus identisch mit der Elektricität. In seiner Abhandlung „Ueber die Stabilität kosmischer Massen und die physische Beschaffenheit der Kometen“ macht er zunächst auf eine Reihe älterer Beobachtungen aufmerksam, nach welchen sowohl in der Dampfbildung, als namentlich in dem mechanischen Zerreissen von Flüssigkeitstheilchen beim Zerstäuben von Wasserstrahlen eine ergiebige Quelle der *Elektricität* zu finden sei. Da nun einestheils die aus den flüssigen Kernen der Kometen bei ihrer Annäherung an die Sonne

sich entwickelnden Dämpfe als elektrisch angenommen werden müssen, andererseits aber auch auf der Sonne infolge der daselbst beständig vorhandenen gewaltigen Dampf- und Gaseruptionen und der in riesigen Verhältnissen an der Oberfläche sich bildenden Condensationen und Niederschläge äusserst starke Elektricitätsentwickelungen stattfinden müssen: so bedarf es nur noch der Annahme, dass die Elektricitäten der Sonne und der Kometendämpfe gleichnamig sind, um damit die Repulsivkraft der Sonne oder die Abstossung der ausgeströmten Kometenmaterie nach einer von der Sonne abgewendeten Richtung zu erklären. ZÖLLNER hat seine Theorie noch weiter dadurch gestützt, dass er aus derselben auch die von BESSEL und WINNECKE beobachtete Oscillation der Kometenausströmungen und die damit verbundene Ab- und Zunahme ihrer Intensität einfach durch die Annahme einer Reaction der ausströmenden Dämpfe auf die übrige Masse des Kometen ableitet, und die Contraction der Dunsthüllen der Kometenköpfe im Perihel auf das bekannte Verhalten feiner Wasserstrahlen innerhalb einer elektrischen Atmosphäre zurückführt.

Auf den Zusammenhang der Kometen mit Meteorschwärmen kommen wir später zurück.

32. Der Komet von Wells 1882.

Sowohl die Lage als das allgemeine Aussehen der in dem Kometenspectrum sichtbaren hellen Banden lassen kaum noch Zweifel darüber, dass in den bisher spectroskopisch untersuchten Kometen Kohlenstoff, Wasserstoff, Stickstoff und wahrscheinlich auch Sauerstoff in glühendem Zustande vorhanden sind. Die Anzahl dieser

Kometen beläuft sich auf ungefähr zwanzig, und man hatte hiernach guten Grund zu dem Schlusse, dass überhaupt allen Kometen ein typisch gleiches Spectrum der oben beschriebenen Art zukomme. Unlängst hat jedoch die Untersuchung des von WELLS 1882 entdeckten Kometen die merkwürdige Thatsache ergeben, dass dessen Spectrum ein gänzlich abweichendes Verhalten zeigt.

Zahlreiche Beobachter fanden während des Monats Mai 1882 in dem Spectrum des Kometen die bekannten drei hellen Banden, jedoch waren dieselben merkwürdiger Weise weit schwächer, als man nach der Helligkeit des Kometen erwarten durfte. Am 31. Mai erkannten Prof. VOGEL in Potsdam und der königliche Astronom CHRISTIE in Greenwich, dass auf dem continuirlichen Hintergrunde des Spectrums eine intensive gelbe Linie sichtbar war, deren Zusammenfallen mit der doppelten Natriumlinie sich sofort ergab. Diese Uebereinstimmung hat VOGEL auf sehr einfache Art dadurch constatirt, dass er, während das Fernrohr mit dem Spectroskop auf den Kometen gerichtet war, vor das Objectiv eine Natriumflamme halten liess, deren Licht nun gleichzeitig mit dem vom Kometen ausgehenden Lichte auf den Spalt des Spectroskops gelangte. Die beiden Natriumlinien erschienen am 5. Juni von sehr ungleicher Intensität, die brechbarste war sehr viel heller, etwa fünf mal breiter als die andere und an den Rändern verwaschen. Hieraus lässt sich schliessen, dass die Dichte des glühenden Natriumdampfes sehr gross gewesen ist.

Bei der Vergleichung der Kometenlinie mit den Linien der Natriumflamme hatte VOGEL wiederholt den Eindruck, als ob die Mitte der stark verbreiterten Linie im Kometenspectrum nicht ganz genau mit der künstlichen

Linie D_2 zusammenfiele, vielmehr etwas nach Roth verschoben wäre. Wenn dieser geringen Verschiebung Realität zuerkannt wird, so kann dieselbe nur durch Bewegung der Lichtquelle vom Beobachter hinweg erklärt werden, und in der That hat sich der Komet zur Zeit der Beobachtung mit einer Geschwindigkeit von ungefähr 3,7 Meilen im Visionsradius von der Erde fortbewegt, was einer Verschiebung von etwa $^1/_{12}$ der Entfernung der *D*-Linien entsprechen würde, einer Grösse, welche bei der angewandten Zerstreuung sehr gut wahrnehmbar ist.

Die Natriumlinien waren übrigens nicht nur im Spectrum des Kometenkerns sichtbar, sondern erschienen auch recht intensiv in anderen Theilen des Kometen. Das von den glühenden Natriumdämpfen ausgehende Licht überragte an Intensität das sonstige eigene und das reflectirte Licht des Kometen so sehr, dass der Komet ohne Spectroskop gelblich erschien, und als Vogel am 6. Juni den Spalt am Spectroskop weit öffnete, erschien, wie bei den Beobachtungen von Protuberanzen, die volle Form des Kometen in gelbem Lichte von der Wellenlänge *D*.

Die ungünstige Witterung an den folgenden Tagen erlaubte leider keine weiteren Beobachtungen.

Christie in Greenwich hat das Spectrum des Kometen zuerst am 24. April beobachtet; es zeigte damals zwei wenig hervortretende Helligkeitsmaxima im Grün und Grünblau. Am 13. Mai wurde eine hellere Bande nahe der Linie *E* vermuthet; am 20. Mai gewährte das Spectrum denselben Anblick, nur erschienen drei dunkle Banden angedeutet, von denen die mittlere nahe bei der Wellenlänge von 5500 zehnmilliontel Millimeter, die dritte hinter *D* nach dem blauen Ende des Spectrums hin lag.

Das Spectrum des Kerns erstreckte sich von den Wellenlängen 4900 bis 6150 zehnmilliontel Millimeter. Der Schweif zeigte ein schwaches continuirliches Spectrum, das jedoch nur im Grün sichtbar war. Am 31. Mai wurden im Spectrum des Kerns zwei dunkle Banden nahe bei *F* gesehen, von denen die Wellenlänge der minder brechbaren zu 4862 zehnmilliontel Millimeter bestimmt wurde. Ferner zeigte sich ein hellerer Streifen im Roth, dessen näherungsweise Wellenlänge zu 5146 zehnmilliontel Millimeter gefunden wurde, ein zweiter heller Streifen lag bei der Wellenlänge 5328, und endlich zeigte sich eine dunkle Bande nahe bei *D* gegen Blau hin. An demselben Tage erblickte Christie auch zuerst die helle gelbe Linie im Spectrum des Kometenkopfes und fand am 8. Juni, dass sie bedeutend an Lichtstärke gewonnen habe. Entsprechend dieser Intensitätszunahme des gelben Lichtes erschien der Kern des Kometen im Fernrohre orangefarben. Die gelbe Linie zeigte sich im Vergleich zu der *D*-Linie etwas gegen Roth verschoben, doch konnte der Betrag dieser Verschiebung nur geschätzt werden und führte diese Schätzung auf eine Entfernung des Kometen von der Erde, welche 79 englische Meilen pro Secunde betragen würde.

Prof. Bredichin in Moskau hat genau wie Vogel die Coincidenzen der hellen Linie mit *D* festgestellt und ebenso durch Oeffnen des Spalts das monochromatische Bild des Kometenkernes gesehen.

Am 3. Juni sah auch Dunér in Lund die gelbe Linie und bestimmte durch directe Messungen deren Wellenlänge zu 589,45 milliontel Millimeter. Die helle Linie war in der Richtung gegen den Schweif hin bis zu 1' Abstand vom Kern des Kometen noch zu sehen. Am 5. Juni sah Dunér

die helle Linie wieder und fand, dass ihre Intensität zugenommen hatte. Die Bestimmung ihrer Wellenlänge ergab an diesem Tage 589,0 milliontel Millimeter, im Mittel sämmtlicher Messungen also 589,2 milliontel Millimeter, was mit der Wellenlänge der Mitte der beiden *D*-Linien nach Angström völlig übereinstimmt.

Zu Pulkowa wurde der Komet am 4., 5. und 7. Juni von Hasselberg spectroskopisch untersucht. Auch dieser sah die helle gelbe Linie und überzeugte sich von dem Zusammenfallen derselben mit der Natriumlinie, während von den gewöhnlichen drei Banden nicht die geringste Spur mehr wahrgenommen werden konnte. Da diese letzteren nach der ersten Hälfte des Mai von Bredichin, v. Konkoly und Vogel gesehen wurden, so hat bei dem Kometen seit Ende Mai eine völlige Umänderung des Spectrums stattgefunden. Es liegt nahe, das Auftreten der hellen Natriumlinie auf die zunehmende Erhitzung zurückzuführen, welche der Kometenkern bei seiner Annäherung an die Sonne erlitt; er erreichte nämlich das Perihel am 10. Juni; allein damit ist das Verschwinden des Dreibandenspectrums nicht erklärt. Wenn man nämlich in einer Kohlenwasserstoffflamme Natrium verbrennt, so wird durch das Auftreten der hellen Natriumlinie das Spectrum des Kohlenwasserstoffs nicht im geringsten verändert; wird dagegen der elektrische Funken angewandt, so beobachtet man eine wesentlich andere Erscheinung. Bringt man in eine Geissler'sche Röhre Natrium, welches mit Naphtha getränkt worden ist, pumpt dann die Luft aus der Röhre und lässt hierauf den Strom eines grossen Ruhmkorff-schen Inductionsapparates, der in Verbindung mit einer Leydener Flasche gebracht ist, hindurchgehen, so erblickt man ein intensives Spectrum des verdampften Kohlen-

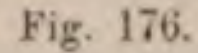
wasserstoffs. Erhitzt man nun die Röhre, um auch das Natrium zu verdampfen, so erscheint anfänglich das Kohlenwasserstoffspectrum verstärkt, aber sobald alles Natrium verdampft ist, verschwindet das Spectrum des Kohlenwasserstoffs fast vollständig, während die gelbe Natriumlinie äusserst lebhaft glänzt.* Nimmt die Wärme ab, so dass die Natriumdämpfe sich condensiren, so wird das Spectrum derselben immer schwächer, während dasjenige des Kohlenwasserstoffs wieder lebhafter hervortritt. Man ersieht hieraus, dass bei einem Gemisch von Dämpfen des Natriums und Naphthas das Natrium allein den elektrischen Strom leitet. Wenn man also voraussetzt, dass die Lichterscheinungen des Kometen wenigstens zum grössten Theile durch elektrische Entladungen innerhalb seiner Materie entstehen, so wird die Analogie mit den Spectralerscheinungen gemischter Dämpfe augenfällig. HASSELBERG kommt daher zu dem Schlusse, dass bei dem Kometen Wells unter dem Einflusse der Sonnenhitze das in dem Kometen enthaltene Natrium verdampfte und dass die beobachtenden Licht- und Spectralerscheinungen hauptsächlich durch elektrische Entladungen in dem Kometen hervorgerufen wurden.

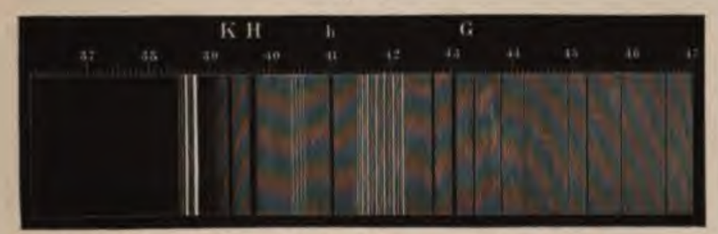
A. HERSCHEL und Dr. v. KONKOLY haben nachgewiesen, dass für die im Folgenden zu besprechenden verschiedenen periodischen Meteorschwärme gewisse Verschiedenheiten im Spectrum vorhanden sind, und es ist daher nicht gar zu wunderlich, dass wir nun auch einen Kometen kennen, dessen Kopf unter dem Einfluss der Sonnenwärme chemische Verschiedenheiten im Vergleich zu den bisher bekannten Kometen zeigt.

* Vergl. die Beobachtungen von SCHUSTER, Bd. I, S. 325 bis 326.

33. Photographie der Kometenspectra.

Alle bisher angeführten spectroskopischen Beobachtungen von Kometen erstreckten sich nur über den sichtbaren Theil des Spectrums. Erst Huggins war so glücklich, bei dem Kometen II. 1881 mit den § 26 beschriebenen Hülfsmitteln eine Photographie des Spectrums zu erhalten. Sie ist in *Fig. 176* möglichst getreu dargestellt. Man bemerkt darin zunächst ein continuirliches Spectrum, welches sich ungefähr von *G* bis *K* erstreckt


Fig. 176.



Huggins' Photographie des Spectrums von Komet II. 1881.

und in welchem verschiedene Fraunhofer'sche Linien, darunter *G*, *h*, *H* und *K* erscheinen. Die Sichtbarkeit dieser Linien ist insofern von grosser Wichtigkeit, als dadurch der Beweis geliefert wird, dass das continuirliche Spectrum wirklich von reflectirtem Sonnenlichte herrührt.

Ausserdem ist noch ein zweites Spectrum vorhanden, welches hauptsächlich aus zwei Gruppen von hellen Linien besteht. Dasselbe stammt offenbar von demjenigen Lichte, welches im sichtbaren Theile des Spectrums die im Vorhergehenden oft genannten drei Banden erzeugt. Genaue Messungen der Lage der hellen

Linien im ultravioletten Theile dieses Spectrums führten HUGGINS zu der Ueberzeugung, dass dieselben mit denjenigen zusammenfallen, welche nach LIVEING und DEWAR dem Cyanogen entsprechen. Wenige Tage später als HUGGINS gelang es auch Prof. H. DRAPER, eine Photographie des nämlichen Kometenspectrums zu erhalten. Sie zeigt die gleichen hellen Linien, doch fehlt jede Spur der FRAUNHOFER'schen dunklen Linien auf der photographirten Platte.

Mit denselben Apparaten gelang es HUGGINS, das Spectrum auch des Kometen Wells zu photographiren;

Fig. 177.

Photographisches Spectrum des Kometen Wells, von Dr. W. Huggins.

am 31. Mai erhielt er ein photographisches Bild desselben nach einer Expositionsdauer von $1^1/_4$ Stunde. Zum Vergleich wurde auf derselben Platte das Spectrum von α Ursæ majoris photographirt. Das Kometenspectrum *(Fig. 177)* zeigt sich lebhaft und continuirlich von F bis etwas über H hinaus. FRAUNHOFER'sche Linien lassen sich darin nicht erkennen. Der Spalt des Spectroskops war beim Photographiren noch etwas weiter geöffnet worden als im gleichen Falle bei dem Kometen des Jahres 1881. Hierdurch müssen die Linien etwas weniger scharf werden, aber im Sternspectrum von α Ursæ, das unter den gleichen Verhältnissen aufgenommen wurde, sind die

Linien *G* und *H* sehr gut zu sehen. Hieraus schliesst HUGGINS, dass der Theil des ursprünglichen Kometenlichtes, welcher ein continuirliches Spectrum giebt, in Vergleich zum reflectirten Sonnenlichte viel bedeutender ist beim gegenwärtigen Kometen als bei demjenigen des Jahres 1881, und dass deshalb die dunklen FRAUNHOFER'schen Linien nicht sichtbar sind.

Die Photographie des Spectrums zeigte, was zu erwarten war, dass die beträchtliche Abweichung des Spectrums vom bisherigen Typus auch für die brechbareren Regionen besteht. Die sehr starke ultraviolette Gruppe, welche dem Cyanogen zugeschrieben wird, ist auf der photographirten Platte nicht sichtbar, und eben so wenig scheinen die hellen Gruppen zwischen *G* und *h* und zwischen *h* und *H* vorhanden zu sein. Der Kopf des Kometen erschien auf dem Spalt scharf und das continuirliche Spectrum mit scharfen Grenzen, entsprechend dem Kern, der bei diesem Kometen sehr bestimmt erschien. In dem continuirlichen Spectrum wurden wenigstens fünf Stellen mit grösster Helligkeit gesehen, welche sehr wahrscheinlich Gruppen von hellen Linien entsprechen, die in der Photographie nicht aufgelöst sind. Dass diese Deutung richtig ist, findet HUGGINS durch den Umstand bestätigt, dass die hellen Stellen in der Photographie an einer Seite über das continuirliche Spectrum hinausragen. Diese Seite correspondirt mit derjenigen, wo das Licht der Coma an dem der Sonne zugewandten Theile des Kerns auf den Spalt fiel. Es ist nicht möglich, auf dem Bilde mit Genauigkeit Anfang und Ende der Gruppen zu messen, da diese zu schwach sind. Die Wellenlängen der hellsten Theile sind 4253, 4412, 4507, 4634, 4769 zehnmilliontel Millimeter.

34. Die Sternschnuppen, Meteorschwärme, Feuerkugeln und ihre Spectra.

Wer in einer heiteren Nacht mit einiger Aufmerksamkeit und Geduld den gestirnten Himmel betrachtet, wird ohne Zweifel den Anblick einer *Sternschnuppe* haben, eines leuchtenden Meteors, das plötzlich an irgend einer Stelle des Himmels aufblitzt, meist mit grosser Geschwindigkeit vertical oder in schräger Richtung vom Himmel zur Erde herabfährt und nach wenigen Secunden in geringerer oder grösserer Höhe verschwindet. In der Regel können die Sternschnuppen wegen der allgemeinen Tageshelle nur am Abende und während der Nachtzeit wahrgenommen werden; doch giebt es Fälle, in denen dieselben mit einem so hohen Glanze am Himmel erschienen, dass sie am Tage bei bedecktem Himmel wie bei ganz heiterer Luft gesehen wurden.

In manchen Nächten ist die Zahl der feurigen Meteore so gross, dass sie wie *Schneeflocken* den Himmel durchziehen und während mehrerer Stunden nicht gezählt werden können. Am 12. November 1799 sahen A. v. HUMBOLDT und BONPLAND früh Morgens vor Sonnenaufgang von der mexikanischen Küste aus 4 Stunden lang Tausende von Sternschnuppen, die sämmtlich leuchtende Schweife von 5 bis 10° Länge zurückliessen; die meisten derselben verschwanden ohne Funkensprühen, andere schienen zu bersten und noch andere hatten einen grossen, dem Jupiter an Glanz gleichkommenden Kern, aus welchem Funken sprühten.

Am 12. November 1833 fielen die Sternschnuppen wieder so dicht, dass nach einer Schätzung ARAGO's während 3 Stunden wenigstens 240000 am Beobachtungsorte

den nächtlichen Himmel durchzogen. Grossartig trat die Erscheinung wiederum 1866 ein und sie wurde damals von zahlreichen Beobachtern genau verfolgt. Nach dem Grade ihres Glanzes unterscheidet man *Sternschnuppen* und *Feuerkugeln.* Bisweilen kommen letztere zur Erde nieder und treffen ihre Oberfläche, man nennt sie dann *Aerolithen*, *Meteorsteine*, *Meteoreisen.* Man unterscheidet ferner zwischen *sporadischen* Sternschnuppen und *Sternschnuppenschwärmen*, je nachdem sie vereinzelt in allen möglichen Richtungen den Himmel durchziehen, oder in grösserer Anzahl eine gemeinsame Bahn durchlaufen und sich hierdurch als Theile eines grössern Ganzen zu erkennen geben.

Es wird jetzt allgemein angenommen, und die neuesten Untersuchungen von SCHIAPARELLI, LE VERRIER, WEISS u. A. lassen darüber kaum noch einen Zweifel bestehen, dass diese feurigen Meteore meist sehr kleine, zuweilen aber mehrere Centner schwere fragmentarische, gleich den Planeten um die Sonne sich bewegende Massen sind, die der Erde in ihrem Laufe um die Sonne nahe kommen, von dieser angezogen werden und bei ihrem Eintritt in die Erdatmosphäre durch den Widerstand an der comprimirten Luft glühend werden und verbrennen.

Die chemischen Analysen derjenigen Meteore, welche bis jetzt zur Erde herabgefallen sind, zeigen, dass alle ihre Bestandtheile auch auf der Erde vorhanden sind. Meistens bestehen sie aus metallischem Eisen, untermischt mit verschiedenen Kieselverbindungen; dem Eisen ist stets noch Nickel beigemengt; unter den Silicaten ist *Olivin* und *Augit* besonders bemerkenswerth. Ausserdem hat man in den bis jetzt untersuchten Meteoriten noch Sauerstoff,

Wasserstoff, Schwefel, Phosphor, Kohlenstoff, Aluminium, Magnesium, Calcium, Natrium, Kalium, Mangan, Titan, Blei, Lithium und Strontium gefunden.

Man kann mit GUSTAV ROSE die Aerolithe in zwei Classen unterscheiden: in *Eisen-* und *Steinmeteorite*. Erstere sind meist ausgezeichnet durch ihren Nickelgehalt, letztere weisen als wesentlichste Bestandtheile Kieselsäure, Thonerde und Kalk auf.

In neuerer Zeit hat sich ergeben, dass manche Meteorite, und wahrscheinlich sogar alle, gewisse Gase, besonders Wasserstoff und Kohlensäure einschliessen, die durch Erhitzung im luftleeren Raume frei werden. GRAHAM wies zuerst bei dem Meteoreisen von LENARTO, dessen Fallzeit unbekannt ist, nach, dass dasselbe fast sein dreifaches Volumen Wasserstoff enthalte. Später hat besonders WRIGHT die Gase der Meteorite untersucht und zwar je fünf Eisen- und fünf Steinmeteorite einer genauen chemischen Prüfung unterzogen. Es ergaben sich dabei folgende Resultate, wobei die Zahlen in der ersten Reihe für jeden Meteoriten die Gasvolumina bei 500° Erwärmung, die in der zweiten bei Erhitzung bis zur Rothgluth bezeichnen.

a) Eisenmeteorite.

Meteorit von	Volumen des eingeschlossenen Gases	Bestandtheile des Gases CO_2	CO	H	CH_4
Tazewell . . .	1,87	18,34	38,45	41,51	—
	1,30	7,76	45,75	44,76	—
Singlespring . .	0,65	19,98	13,52	60,92	—
	0,32	1,10	10,39	84,40	—
Arva	8,89	18,20	38,72	40,62	—
	38,24	11,25	74,59	12,84	—
Texas	1,10	9,76	8,43	81,81	—
	0,19	2.18	48,58	49,24	—
Dickson . . .	2,2	13,30	15,30	71,40	—

b) Steinmeteorite.

Meteorit von	Volumen des eingeschlossenen Gases	Bestandtheile des Gases CO_2	CO	H	CH_4
Ohio	2,06	82,28	2,16	12,37	2,26
	0,93	16,79	8,71	69,43	1,66
Pultusk . . .	0,99	81,01	1,99	13,36	1,73
	0,76	33,97	7,35	19,99	6,00
Parnallee . . .	1,56	87,53	1,13	8,72	1,22
	1,17	72,43	2,53	20,03	3,22
Weston . . .	2,69	86,29	1,84	8,59	1,19
	0,80	62,18	3,43	28,16	3,10
Jowa	1,04	58,04	4,01	34,82	0,00
	1,46	19,16	0,21	74,49	0,00

Die beiden Tabellen zeigen sogleich einen auffallenden Unterschied im Verhalten der Stein- und Eisenmeteorite; jene geben bei niedrigen Temperaturen ein sehr viel grösseres Gasvolumen als diese und ebenso ist die Zusammensetzung des umschlossenen Gases bei den Steinmeteoriten vollständig von derjenigen der Eisenmeteorite verschieden. Bei den letzteren beträgt die Kohlensäure bei 500° C. niemals 20 Procent der gesammten Gasmenge, während mit einer einzigen Ausnahme das Volumen des Kohlenoxyds bedeutend grösser ist. Bei den Steinmeteoriten ist dagegen das procentische Verhältniss des Kohlenoxyds sehr gering, während die Kohlensäure mehr als die Hälfte der gesammten Gasmenge ausmacht, die bei Rothgluth erhalten wird. Die Entwickelung so bedeutender Mengen von Kohlensäure kann nach Wright überhaupt als charakteristisch für die Steinmeteorite angesehen werden, und es ist ferner bezeichnend, dass die Gase dieser Meteorite Spectra zeigten, welche dem Kometenspectrum mit seinen hellen drei Banden sehr ähnlich sahen.

Dr. Flight hat vor Kurzem die Analyse der eingeschlossenen Gase eines Meteorsteins unmittelbar nach seinem

Niederfallen vorgenommen und folgende Resultate erhalten:

Kohlensäure .	0,12
Kohlenoxyd . .	31,88
Wasserstoff . . .	45,79
Kohlenwasserstoff .	4,55
Stickstoff	17,66
	100,00

Alle Ansichten stimmen darin überein, dass die in den Meteoriten vorgefundenen Gase nicht während der sehr kurzen Dauer ihres Fallens durch unsere Atmosphäre eingedrungen sein können, wofür insbesondere der Umstand spricht, dass der Hauptbestandtheil der eingeschlossenen Gase Wasserstoff ist, der in unserer Atmosphäre in keiner bemerkenswerthen Quantität vorkommt. Es geht aus diesen Untersuchungen hervor, dass der Kern der Kometen (s. S. 360) fast genau dieselben Gase enthält, welche man in den Meteoriten eingeschlossen gefunden hat, nämlich Kohlenstoff, Wasserstoff, Stickstoff, Sauerstoff und ihre Verbindungen.

Die Höhe, in welcher die feurigen Meteore erscheinen, ist sehr verschieden und variirt meist in den Grenzen von 5 bis 20 geographischen Meilen; im Mittel kann man dieselbe zu 15 Meilen annehmen. Die Geschwindigkeit, mit welcher sich dieselben bewegen, ist ebenso verschieden und im Allgemeinen die anderthalbfache unserer Erde bei ihrem Umlaufe um die Sonne oder 6 geographische Meilen in der Secunde; doch weichen die Maxima und Minima bedeutend hiervon ab.

Wenn ein solcher dunkler Meteorit mit einer mittleren Geschwindigkeit von 360 geographischen Meilen pro Minute der Erde begegnet, die selbst mit einer mittleren Geschwindigkeit von 240 geographischen Meilen durch den

Weltenraum fliegt, und seine Geschwindigkeit durch die Anziehung der Erde noch um mindestens 50 geographische Meilen pro Minute vergrössert wird, so findet dieser Körper selbst in den äussersten und dünnsten Luftschichten der Erde einen solchen Widerstand, dass er in seiner Bewegung aufgehalten wird und er in kürzester Zeit einen bedeutenden Theil seiner lebendigen Kraft verliert. Es tritt dabei dasselbe ein, was überall da erfolgt, wo ein in Bewegung befindlicher Körper gehemmt wird. Wenn ein Rad sehr schnell umläuft, so erhitzt sich die Achse oder der Bremsring, der um dasselbe gelegt wird, durch die Reibung bis zur Rothgluth. Wenn eine eiserne Kanonenkugel mit sehr grosser Geschwindigkeit plötzlich gegen eine eiserne Platte anprallt, wie es bei den Schiessversuchen geschieht, so sieht man selbst bei Tage einen Feuerschein aus der Kugel hervorschiessen; eine Bleikugel erleidet unter solchen Umständen eine partielle Schmelzung. Die Wärme eines Körpers besteht nämlich in schwingenden Bewegungen seiner kleinsten Massentheilchen; eine Zunahme dieser Molekularbewegung ist gleichbedeutend mit erhöhter Wärme; nimmt die vibrirende Bewegung der Moleküle ab, so nennen wir diese Erscheinung verminderte Wärme oder Abkühlung. Stösst nun ein in Bewegung befindlicher Körper, z. B. die Kugel gegen die eiserne Platte, oder der Meteorit gegen die Luft der Erdatmosphäre, so wird in demselben Masse, wie die Bewegung des Körpers abnimmt und die äussere Arbeit der Massenbewegung verschwindet, durch den Druck des widerstehenden Mittels auf die vorderen Moleküle die Bewegung dieser letzteren vergrössert; die vorderen Moleküle, welche den Anprall erleiden, theilen ihre Bewegung sofort den übrigen Molekülen des Körpers mit; alle Massentheilchen

beschleunigen ihre anfängliche Bewegung und die Temperatur des Körpers nimmt zu. Man pflegt diese Erscheinung, die überall auftritt, wo die Bewegung einer Masse abnimmt, mit dem Ausdruck der *Umwandlung einer Massenarbeit in Molekülarbeit oder in Wärme* zu bezeichnen; in der That tritt ohne Ausnahme da, wo die *äussere* Arbeit der Masse verschwindet, an ihre Stelle eine innere Arbeit der Massentheilchen oder die Wärme als Aequivalent auf, und es lässt sich leicht berechnen, dass bereits in den höchsten und dünnsten Luftschichten der Erdatmosphäre der Widerstand der Luft die sehr grosse Anfangsgeschwindigkeit der Meteorite sehr rasch vermindert und daher dieselben kurz nach ihrem Eintritte in die Atmosphäre ihre innere Molekülbewegung bis zu dem Grade beschleunigen, dass sie weissglühend werden, theilweise schmelzen oder, wenn sie klein genug sind, ganz in Dampf aufgehen und einen Schweif von glühenden Dämpfen hinter sich zurücklassen.

Haidinger hat in einer alle Einzelerscheinungen der Meteorite zusammenfassenden Theorie die Bildung einer *Feuerkugel* dadurch erklärt, dass der Meteorit infolge der grossen Geschwindigkeit, mit welcher er in die Erdatmosphäre eindringt, die Luft vor sich bis zum Glühen zusammenpresst. Die so comprimirte Luft, in welcher die festen Theile der Oberfläche der Meteoriten glühen, fliesst dann nach allen Seiten, besonders aber über die Oberfläche des Meteors nach hinten ab, wo sie einen birnförmigen, vom Meteoriten eben verlassenen leeren Raum umschliesst und dem Beobachter als feurige Kugel erscheint. Wenn auf diese Weise mehrere Körper zugleich in die Atmosphäre der Erde eindringen, nimmt der grösste derselben die vorderste Stelle ein, weil der Widerstand

der Luft für seine verhältnissmässig kleinste Oberfläche am geringsten ist, und die übrigen lagern sich an diesen Leitstein, der dann allein eine Feuerkugel erzeugt. Wenn durch den Widerstand der Luft die kosmische Geschwindigkeit des Meteoriten ganz aufgehoben ist, steht derselbe für einen Augenblick still; die Feuerkugel erlischt, in den hinter derselben befindlichen leeren Raum stürzt plötzlich die umgebende Luft zusammen und der Meteorit, nunmehr der blossen Wirkung der Schwerkraft unterliegend, fällt in verticaler Richtung zur Erde nieder. Die heftigen Detonationen, unter denen diese Erscheinungen nicht selten vor sich gehen, finden ihre Erklärung hinreichend in dem heftigen Zusammenschlagen der Luft hinter dem Meteore, und es scheint die früher oft gemachte Annahme, dass der donnerartige Knall, welcher nicht selten das Herabfallen der Meteorsteine begleitet, von einer Explosion oder einem Zerspringen derselben herrühre, sich nicht zu bestätigen.

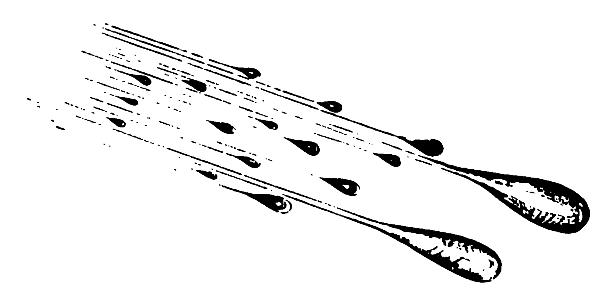
Schon der Umstand, dass die meisten Sternschnuppen erlöschen, bevor sie die Erdoberfläche erreicht haben, deutet darauf hin, dass ihre Masse gering ist. Kennt man von einer Sternschnuppe die Entfernung von der Erde und den scheinbaren Glanz, z. B. im Vergleiche mit dem Glanze eines Planeten, so kann man aus ihrer Leuchtkraft durch Vergleichung mit der Leuchtkraft einer bestimmten Quantität eines brennenden und leuchtenden Gases die Wärme berechnen, welche durch die Verbrennung des Meteors erzeugt wird. Da aber diese Wärme aus der durch den Luftwiderstand gehemmten und aufgehobenen Bewegung der Sternschnuppe herrührt, diese Bewegung aber oder die lebendige Kraft des Meteors ausschliesslich von der Geschwindigkeit und der Masse desselben abhängt,

so kann man hieraus, wenn die Geschwindigkeit durch die directe Beobachtung bekannt ist, auf die Grösse der Masse schliessen. A. HERSCHEL hat auf diesem Wege gefunden, dass bei den Sternschnuppen vom 9. und 10. August 1863, welche den Glanz der Venus und des Jupiter hatten, die Masse 2000 bis 3000 g, dagegen bei solchen, die den Glanz der Sterne zweiter bis dritter Grösse haben, die Masse nur 6 g beträgt. Da der grösste Theil der Sternschnuppen einen geringern Glanz als den der Sterne zweiter Grösse hat, so werden die kleineren Meteore nur Bruchtheile eines Gramm wiegen, wie denn auch HERSCHEL bei fünf Meteoren des 12. November 1865, sämmtlich erster Grösse und mehr, das mittlere Gewicht zu 0,36 g fand, und auch SCHIAPARELLI aus anderen Erscheinungen das hypothetische Gewicht einer Sternschnuppe zu 1 g ableitet. Bei den zur Erde gelangenden Meteorsteinen aber ist die Masse natürlich bedeutender, sei es, dass das Meteor bloss aus einem einzelnen Stücke besteht, wie das bekannte 800 kg schwere „Eisen der Pallas", oder dass es eine aus vielen kleineren Massen bestehende kosmische Wolke ist, deren Bestandtheile, wie *Fig. 178* zeigt, in parallelen Bahnen gemeinsam in die Erdatmosphäre eindringen und durch ein gleichzeitiges Aufleuchten und Niederfallen zur Erde den Anblick gewähren, als ob ein einzelnes Meteor in mehrere kleinere zersprungen sei. Ein solcher Steinregen fand unter einer starken Lichterscheinung und heftiger Detonation am 26. April 1803 zu l'Aigle in der Normandie statt, wobei die Zahl der aufgefundenen Steine in einem Umkreise von 3 Quadratmeilen über 2000 betrug. Bei dem Steinregen, der sich am 9. Juni 1866 zu Knyahinya in Ungarn zutrug, hatte die Hauptmasse ein Gewicht von 300 kg und war be-

gleitet von ungefähr 1000 kleineren Steinen, die auf einem Umkreise von 2 Meilen Länge und $^3/_4$ Meilen Breite zerstreut gefunden wurden.

Das grossartigste Beispiel von aus einzelnen kleinen Körpern bestehenden kosmischen Wolken, in denen die Einzeltheilchen nur höchst lose zusammenhangen und so gut wie gar nicht mit einander in Verbindung stehen, bieten die sogenannten *Meteorschwärme*, insbesondere der *August-* und der *November-Periode*. Es ist eine bekannte


Fig. 178.



Feuerkugel, im Teleskope beobachtet.

Thatsache, dass in gewissen Nächten des Jahres die Zahl der Sternschnuppen eine ausserordentlich grosse ist und dass dieselbe zu diesen Zeiten stets aus ganz bestimmten Stellen des Himmelsgewölbes hervorschiessen; der Sternschnuppenschwarm, der in jedem Jahre in der Nacht vom 10. August aus dem Sternbilde des Perseus kommt, findet sich schon in alten Schriften mehrfach erwähnt. Der Schwarm des 12. und 13. Novembers tritt nach je $33^1/_4$ bis $33^1/_3$ Jahren jedesmal 3 Jahre nach einander mit abnehmender Stärke auf; er ist es, den A. v. Humboldt und Bonpland am 12. November 1799 zu Cumana als einen

wahren Feuerregen beobachteten, der am 12. November 1833 in solcher Stärke wiederkehrte, dass Arago das Schiessen der Sternschnuppen mit dem Fallen von Schneeflocken verglich, und der neuerdings in alter Pracht 1866 und 1867 aufgetreten ist. Ausser diesen beiden Hauptmeteorschwärmen kennt man deren noch viele andere, die in regelmässigen Perioden wiederkehren; ein jeder von ihnen ist eine kosmische, aus einzelnen kleinen dunklen Körpern bestehende Wolke, deren Theilchen nur lose mit einander verbunden, wie die Theilchen einer Sandwolke, eine gemeinsame Bahn *um die Sonne* verfolgen. Die Bahnen dieser Meteorströme sind sehr verschieden; sie liegen durchaus nicht, wie die unserer Planeten, nahezu in einer Ebene, sondern durchkreuzen die Ebene der Erdbahn unter den verschiedensten Winkeln. Die Bewegung der einzelnen Meteorite erfolgt in einer und derselben Bahn in gleicher Richtung; aber diese Richtung ist bei einigen Bahnen dieselbe, bei anderen dagegen die entgegengesetzte als die der Erde und der übrigen Planeten.

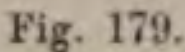
Die Erde nimmt bei ihrem Umlaufe um die Sonne mit jedem Tage eine andere Stelle im Weltenraume ein; wenn daher in regelmässiger Wiederkehr zu einer gewissen Zeit ein Sternschnuppenschwarm durch unsere Atmosphäre hindurchzieht, so muss an der Stelle, wo sich zu dieser Zeit die Erde befindet, eine Ansammlung solcher kleiner kosmischer Körper vorhanden sein, die von der Erde angezogen in ihre Atmosphäre eindringen, sich entzünden und als Sternschnuppen sichtbar werden. Eine kosmische Wolke aber kann in unserem Sonnensysteme unmöglich an derselben Stelle verharren, sondern muss sich, wie die Planeten und die Kometen, um die Sonne bewegen; woraus dann folgt, dass die Bahnen eines periodischen Stern-

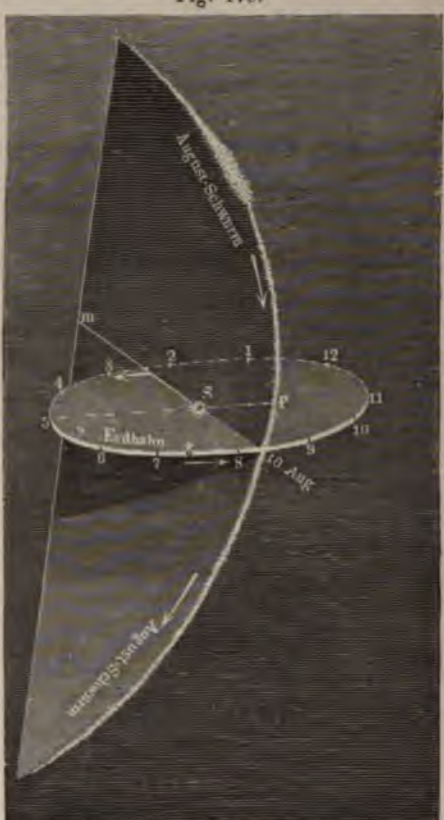
schnuppenschwarms und der Erde sich kreuzen und die Erde zu der Zeit, wo der Schwarm uns erscheint, durch denselben hindurch-, oder an demselben sehr nahe vorbeigehen muss.

Der Sternschnuppenschwarm vom 10. August (auch *Laurentiusstrom* oder die *Perseiden* genannt, weil die Schnuppen aus dem Sternbilde des Perseus zu kommen scheinen) zeigt sich fast alle Jahre und zwar in den einzelnen aufeinanderfolgenden Jahren in verschiedener Stärke; es folgt daraus, dass die kleinen Meteore, welche diesen Schwarm bilden, in einem geschlossenen Ringe um die Sonne laufen und die Erde jedesmal am 10. August sich an der Stelle befindet, wo dieser Ring die Erdbahn schneidet; es folgt ferner daraus, dass die Bahn dieser Meteore nicht an allen Stellen gleichmässig mit Körperchen besetzt ist, dass er dichtere und lockere, vielleicht sogar leere Stellen hat, auf denen sich gar keine Meteorkörnchen befinden.

Die *Fig. 179* zeigt ein sehr kleines Stück der elliptischen Bahn, welche diese meteorische Masse um die Sonne *S* beschreibt. Diese Bahn trifft am 10. August mit der Erde zusammen und die letztere geht daher zu dieser Zeit dicht an den Meteormassen, welche sich in dieser Bahn bewegen, vorbei. Unter den in dieser Bahn angedeuteten Pünktchen hat man sich die dunklen kleinen Meteorkörperchen vorzustellen, welche, wenn sie sich in der Erdatmosphäre entzünden, zu leuchtenden Sternschnuppen werden. Die Linie *m* ist der Durchschnitt der Meteorbahn mit der Erdbahn; die Linie *PS* bildet die Richtung der grossen Achse dieser Bahn. Dieselbe ist fünfzigmal so gross als der mittlere Halbmesser der Erdbahn; der Neigungswinkel der Meteorbahn gegen die Erd-

bahn beträgt 64° 3′ und die Bewegung der Meteorite ist derjenigen der Erde entgegengesetzt oder *rückläufig*.


Fig. 179.



Bahn des Meteorschwarms vom 10. August (Laurentinsstrom).

Bei dem Novemberschwarme beobachtet man zwar nicht in jedem Jahre am 12. und 13. November eine bedeutende Anzahl von Sternschnuppen, dafür aber nach je $33^1/_3$ Jahren eine ungewöhnlich grosse Anzahl derselben, die zumeist von einem Punkte im Sternbilde des *Löwen* (daher auch *Leoniden* genannt) auszugehen scheinen. Die Meteore dieses Schwarms, welche sich ebenfalls um die Sonne bewegen, sind daher nicht wie die Perseiden über die ganze Bahn zerstreut und bilden in ihrer Gesammtheit nicht einen von Meteormasse ganz erfüllten Ring, sondern einen dichten, nur wenig in die Länge gezogenen Schwarm, der $33^1/_3$ Jahre zu seinem

Umlaufe um die Sonne gebraucht und dessen Bahn die Erdbahn in demjenigen Punkte schneidet, in welchem sich die Erde gegen den 13. November befindet.

Wenn nach je $33^1/_3$ Jahren der Novemberschwarm erscheint, so wiederholt sich die Erscheinung des Sternschnuppenregens um den 13. November 3 Jahre nach einander, aber in abnehmender Stärke; der Schwarm von Meteorkörperchen hat daher eine solche Ausdehnung in seiner Bahn, dass er 3 Jahre gebraucht, um die Stelle zu passiren, wo sich gegen den 13. November die Erde befindet; ausserdem ist er nicht an allen Stellen gleich dicht mit Körpern besetzt; der vorangehende Theil ist dichter als die nachfolgenden.

Die *Fig. 180* zeigt ein sehr kleines Stück der elliptischen Bahn und die Massenvertheilung des Novemberschwarms. Wie die Figur zeigt, schneidet diese Bahn die Erdbahn an der Stelle, wo sich die Erde gegen den 14. November befindet, und die Bewegung der Meteorite, die bloss auf einer kleinen Strecke der Bahn sehr ungleich vertheilt sind, erfolgt entgegengesetzt der Bewegung der Erde oder ebenfalls rückläufig. Die Neigung dieser Bahn gegen die Erdbahn beträgt nur 17°44'; ihre grosse Achse ist ungefähr $10^1/_3$mal so gross als der Durchmesser der Erdbahn; die Umlaufszeit des dichtesten Theiles der Meteorite um die Sonne S beträgt 33 Jahre 3 Monate.

Die Bahnen, welche die verschiedenen Meteore eines und desselben Schwarmes beschreiben, scheinen von einem gemeinsamen Punkte des Himmels, dem sogenannten *Radiationspunkte*, auszugehen; für den Augustschwarm liegt derselbe zwischen dem Sternbilde des Perseus und der Cassiopeja, für die Novemberschwärme dagegen liegt er sehr nahe bei dem Sterne ζ im Löwen. Es ist damit

nicht gesagt, dass alle Sternschnuppen eines und desselben Schwarms wirklich aus einem und demselben Punkte des Weltraumes herkommen, sondern nur, dass die Flugbahnen der meisten von ihnen rückwärts verlängert auf einen und denselben Punkt am Himmel hinweisen; einige

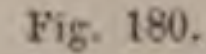
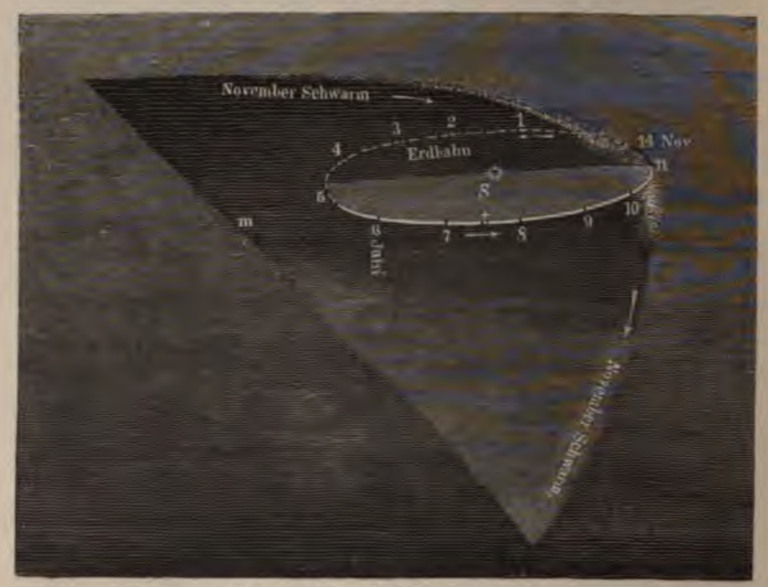


Fig. 180.



Bahn des November-Meteorschwarms.

wenige Sternschnuppen sind nicht auf bestimmte Radiationspunkte zurückzuführen und man nennt sie daher *sporadische.* Die Convergenz solcher Meteorbahnen ist indessen nur eine scheinbare und eine einfache Wirkung der Perspective; in der Wirklichkeit sind dieselben nahezu parallel und sie bieten den Anblick divergirender Linien aus demselben Grunde, aus welchem wir die Sonnen-

strahlen in divergirender Richtung durch eine Wolkenlücke hervorschiessen sehen. Selbst in solchen Fällen, wo das Phänomen der Sternschnuppen weniger auffallend ist, scheinen doch solche Radiationspunkte vorhanden zu sein; Heis, Greg und A. Herschel haben eine sehr grosse Zahl von Meteorschwärmen, die in regelmässigen Perioden wiederkehren, aufgefunden und für dieselben die Radiationspunkte näher fixirt.

Aus dem, was wir bis jetzt über die Natur und die stoffliche Zusammensetzung der Kometen, der Nebelhaufen, der kosmischen Wolken und der Meteorschwärme gesagt haben, ergiebt sich eine unverkennbare Aehnlichkeit zwischen diesen verschiedenen Gebilden des Weltenraums.

Die Verwandtschaft zwischen Kometen und Sternschnuppen wurde schon von Chladni erkannt; aber erst Schiaparelli in Mailand umfasste alle Erscheinungen, welche diese bis dahin so räthselvollen Himmelskörper darbieten, mit durchdringendem Scharfsinne und seltenem Erfolge. Er zeigte, dass zwischen Kometen und Sternschnuppen ein inniger Connex besteht, insofern beide in gleichartigen Bahnen um die Sonne laufen, ja dass bisweilen in einem Theile einer Bahn ein Komet und an einer anderen Stelle derselben Bahn ein Sternschnuppenschwarm sich bewegt. Zwischen den Bahnen des August-Meteorringes und des Kometen 1862, Nr. III hat derselbe eine so grosse Uebereinstimmung gefunden, dass an einer völligen Identität beider nicht gezweifelt werden kann.

Natürlich kann ein Sternschnuppenschwarm nur in dem Knoten, d. h. in demjenigen Punkte seiner Bahn, in welchem er die Erdbahn schneidet, als Meteorregen beobachtet werden, und zwar nur in dem Falle, wenn zu derselben Zeit die Erde sich an eben dieser Stelle

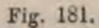
befindet und ihre Atmosphäre von den Meteoriten durchschnitten wird.

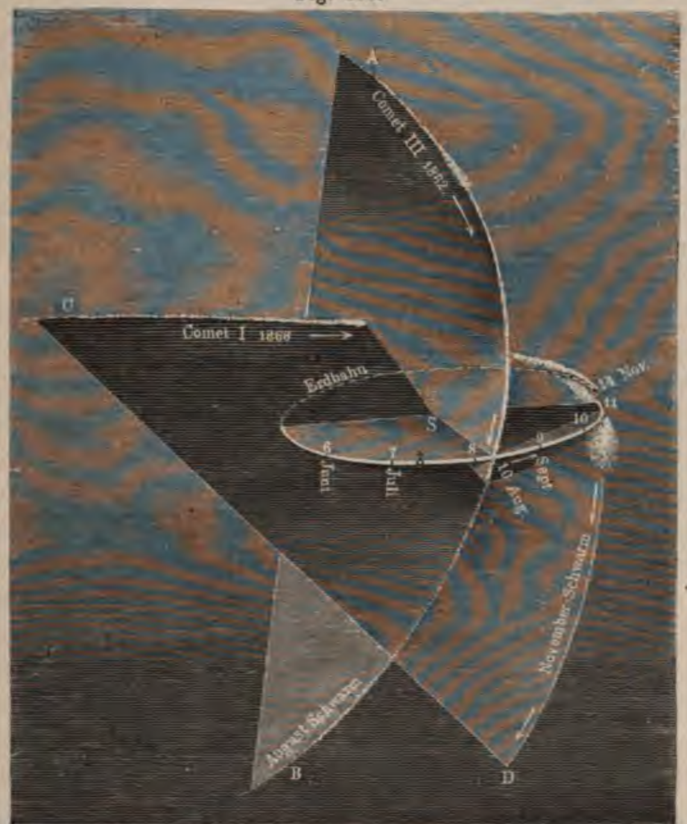
Auch für den *Novemberschwarm* haben die Rechnungen von SCHIAPARELLI, OPPOLZER, PETERS und LE VERRIER den erzeugenden Kometen an das Tageslicht gebracht; es ist der von TEMPEL in Marseille zuerst beobachtete kleine Komet, der mit 1866, Nr. I bezeichnet wird und welcher in den durch Beobachtung und Rechnung abgeleiteten Elementen seiner Bahn mit denen des Meteorschwarms vom 14. und 15. November äusserst nahe übereinstimmt. Diese Elemente sind nämlich

	für den Meteorschwarm	für den Kometen
Durchgang durch das Perihel	November 10,092	Januar 14,160 (1866)
Länge des Perihels	56° 25′	60° 28′
Länge des Knotens	231° 28′	231° 26′
Neigung der Bahn gegen die Ekliptik	17° 44′	17° 18′
Perihel-Distanz	0,9873	0,9765
Excentricität	0,9046	0,9054
Halbe grosse Achse	10,340	10,324
Umlaufszeit	35,250 Jahre	33,176 Jahre
Richtung der Bewegung	rückläufig	rückläufig

Die Umgestaltung dieses letztern Kometen zu einem Meteoritenringe ist bei weitem nicht so weit vorgeschritten, wie es bei dem Kometen 1862, Nr. III der Fall ist; seine Existenz ist viel jüngern Datums und daher die Zerstreuung seiner meteorischen Masse über die Bahn hin und die damit verbundene Ringbildung noch wenig entwickelt. Die *Fig. 181* zeigt in *CD* den in der Sonnennähe befindlichen Theil der Bahn dieses Kometen, welche mit der Bahn der Novembermeteore *(Fig. 180)* identisch ist. In dem alljährlich wiederkehrenden Meteorschwarm vom 20. April erkennt man in gleicher Weise den Kometen von D'ARREST.

Gegenwärtig beschränkt sich unsere Kenntniss der Meteorströme, welche in denselben Bahnen mit gewissen


Fig. 181.



Die Bahnen der August- und November-Meteorschwärme. (Bahnen der Kometen III. 1862 und I. 1866.)

Kometen einhergehen, schon nicht mehr auf die wenigen im Vorhergehenden angeführten Fälle. Eine von Professor A. Herschel gegebene möglichst vollständige Zusammen-

stellung aller Meteorschauer und Kometen, die bezüglich ihrer Bahnen eine gewisse Verwandtschaft verrathen, enthält 71 Beispiele dieser Art.

Dass unter gewissen Bedingungen durch Auflösung von Kometen Sternschnuppenschwärme entstehen, dafür bietet auch der grosse Sternschnuppenfall in der Nacht vom 27. zum 28. November 1872 ein interessantes Beispiel, das man wohl als wichtigen Beleg zu der SCHIAPARELLI'schen Anschauung aufführen kann. Damals trat plötzlich in den Abendstunden eine ungeheure Menge von Sternschnuppen auf, neben der der gewöhnliche Novemberschwarm, der in den Tagen vom 12. bis 14. auftritt, sehr zurücktreten musste. Professor HEIS in Münster zählte in 53 Minuten 2200 Sternschnuppen, drei Beobachter in Göttingen gaben die stündliche Anzahl der von ihnen gesehenen Meteore auf 7710 an. In Berlin war zur Zeit des Glanzpunktes des Phänomens an kein Zählen zu denken, denn die Meteore schossen in ganzen Garben hernieder. In Leipzig wurden zwischen 7 und 8 Uhr 1212 Sternschnuppen gezählt und SCHMIDT in Athen schätzt die Gesammtzahl der in der Nacht des 27. November 1872 gesehenen Sternschnuppen auf 30000, was nicht zu hoch erscheint, wenn man erwägt, dass P. SECCHI nebst seinen Mitbeobachtern in jener Nacht 14000 Sternschnuppen wirklich zählen konnten. Die Meteore gingen meist von einem Punkte des Himmels im Perseus, viele auch aus der Andromeda aus. Dieser Radiationspunkt ist, wie gesagt, nur eine Wirkung der Perspective; die einzelnen Meteorbahnen sind einander parallel und scheinen nur aus einem Punkte herzukommen aus dem nämlichen Grunde, weshalb die parallelen Baumreihen einer Allee in weiter Entfernung vom Beobachter auch in einem Punkte zusammentreffen.

Kennt man die Lage des Radiationspunktes und die Geschwindigkeit der Meteore, so kann man ihre Bahn in Bezug auf die Sonne berechnen. Diese Berechnung hat SCHIAPARELLI für die Meteore, welche Ende November erscheinen, ausgeführt und er fand dabei eine so grosse Uebereinstimmung mit der Bahn des BIELA'schen Kometen, dass an der Uebereinstimmung beider nicht zu zweifeln ist. Die Bahn jenes Kometen liegt nun so, dass der Punkt, in welchem sie die Ebene der Erdbahn schneidet, fast genau dieselbe Entfernung von der Sonne hat wie die Bahn der Erde selbst an dieser Stelle. Die Länge dieses niedersteigenden Knotens auf der Ebene der Ekliptik beträgt 66° und diesen Ort erreichte die Erde 1872 in der Nacht vom 27. zum 28. November; da nun auch an dieser Stelle die Entfernung des Bahnumfanges des BIELA'schen Kometen von der Sonne nur um einen unbedeutenden Betrag kleiner ist als die Entfernung der Erde von der Sonne, so ging unser Planet eine kurze Zeit hindurch dicht neben der Bahn des BIELA'schen Kometen einher. Denkt man sich, um ein populäres Beispiel herbeizuziehen, die beiden Bahnen als zwei Schienengeleise, so ist jener Punkt analog der Strecke, auf welcher die Schienengeleise dicht neben einander herlaufen, während sie sonst nach den verschiedenartigsten Richtungen hin weit aus einander gehen. Zwei Eisenbahnzüge auf diesen Geleisen werden sich nur dann begegnen, nur dann dicht an einander vorbei fahren, wenn sie *gleichzeitig* jene Strecke passiren. Ebenso verhielt es sich mit der Erde und dem BIELA'schen Kometen. Von der Erde wissen wir nur, dass sie am 27. November an der betreffenden Stelle war, von dem Kometen dagegen wissen wir nichts Bestimmtes. Derselbe war nämlich im Spätsommer 1852 (siehe S. 369) zum letzten Male gesehen

worden und seitdem nicht wieder, obgleich er der Rechnung gemäss im Winter 1865 bis 1866 hätte wiederkehren müssen und dann den eifrigen Nachforschungen der Astronomen nicht entgangen wäre. Dieses räthselhafte Verschwinden eines grossen Weltkörpers, oder eigentlich zweier, da der Komet ein Doppelkomet geworden, hat schon damals das grösste Aufsehen erregt und man schloss mit einiger Wahrscheinlichkeit, dass sich das Gestirn wenigstens theilweise aufgelöst habe. Dieser Schluss scheint sich durch den Meteorregen in der Nacht vom 27. zum 28. November 1872 bestätigt zu haben. Hätte nämlich der Komet noch unverändert bestanden, so würde die Erde an jenem Tage gar nicht in seine Nähe gekommen sein, indem er den fraglichen Punkt schon lange vor ihr passirte, ja im ersten Drittel des Octobers ungefähr schon seinen Sonnennähepunkt erreichte. Wenn sich aber der Komet theilweise in einen grossen, längs der Peripherie seiner Bahn ausgedehnten Meteorschwarm auflöste, so konnte es sich sehr gut ereignen, dass die Erde bei ihrem Vorüberfluge an jener Stelle noch einen Theil des Schwarmes antraf, der eben im Begriffe war, vorbeizupassiren. Das scheint in der That der Fall gewesen zu sein und die Erde zog nun durch ihre Anziehungskraft einen mehr oder minder bedeutenden Theil dieser Meteore zu sich heran oder auch, wenn man will, sie durchflog einen Theil dieses Schwarmes.

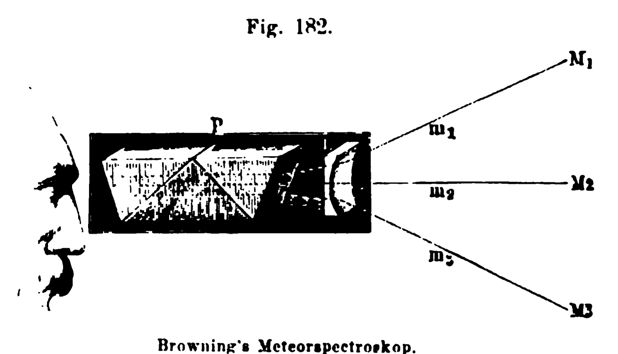
Professor Klinkerfues in Göttingen kam angesichts des reichen Sternschnuppenfalles am Abend des 27. November zu der Meinung, dass es vielleicht möglich sein würde, den Kopf des Kometen, dessen aufgelöste Theile uns als Sternschnuppen sichtbar wurden, zu finden. Dieser konnte aber nur auf der südlichen Erdhälfte sichtbar

werden; er forderte daher POGSON, den Director der Sternwarte zu Madras, telegraphisch auf, sich am südlichen Himmel, in der Nähe des Sterns ϑ im Centauren, nach einem Kometen umzusehen. Diese Aufforderung war erfolgreich, denn wirklich fand POGSON in der Nähe des angegebenen Ortes einen Kometen und konnte denselben an zwei Tagen beobachten. Zwei Beobachtungen sind jedoch nicht ausreichend zu einer unabhängigen Bahnberechnung des gesehenen Kometen, doch geht aus denselben wenigstens so viel hervor, dass diese Bahn nahe mit derjenigen des BIELA'schen Kometen übereinstimmt, ob aber der gesehene Komet mit einem der beiden BIELA's völlig identisch ist, muss dahingestellt bleiben.

Diesen äusserst wichtigen Aufschlüssen gegenüber, welche die directe Beobachtung und der Scharfsinn der Astronomen in der neuesten Zeit über die Natur und den Zusammenhang der Nebelflecke, Kometen, Sternschnuppen und Feuerkugeln zu Tage gefördert hat, sind die Ergebnisse der Spectralanalyse über diese letzteren Meteore noch sehr dürftig. Es ist dieses leicht zu begreifen, wenn man bedenkt, mit welcher Geschwindigkeit die feurigen Meteore durch unsere Atmosphäre ziehen und wie schwer es ist, dieselben in dem Augenblicke, wo sie sich zeigen, mit dem Spectroskope zu erfassen. Bevor das Instrument auf eine Sternschnuppe oder eine Feuerkugel gerichtet und scharf eingestellt ist, hat sich dieselbe dem Gesichtskreise wieder entzogen. So bleibt denn die Anwendung der Spectralanalyse auf diese flüchtigen Gäste fast ganz der Gunst des Zufalls überlassen und beschränkt sich fast ausschliesslich auf diejenigen Nächte, in denen alljährlich oder in bestimmten Perioden ein zahlreicher Sternschnuppenfall im Voraus erwartet werden kann.

Schon im Jahre 1865 wurde von Alexander HERSCHEL auf Grund einiger weniger spectroskopischer Beobachtungen, denen zufolge das Spectrum der Sternschnuppen sich als ein *continuirliches*, nicht durch dunkle Linien unterbrochenes erwies, auf den in dem nächsten Jahre zu erwartenden reichen Sternschnuppenfall hingewiesen und zu spectroskopischen Beobachtungen derselben aufgefordert. JOHN BROWNING unterzog sich demzufolge in den Nächten des 9. und 10. August, sowie in den Morgenstunden des 14. November auf dem Observatorium zu Upper Halloway

Fig. 182.



Browning's Meteorspectroskop.

bei London dieser Untersuchung und beobachtete im Ganzen siebzig Spectra von Sternschnuppen-Kernen und -Schweifen.

Zu diesen Beobachtungen ist das *Fig. 120* beschriebene Handspectroskop von HUGGINS, wie es von BROWNING für die directe Beobachtung der Sonnenumgebung während der Sonnenfinsternisse construirt worden ist, durchaus geeignet. Noch besser ist jedoch das in *Fig. 182* abgebildete, von BROWNING für seine Untersuchungen der Sternschnuppenspectren speciell construirte Instrument, durch welches die scheinbare Winkelgeschwindigkeit der in Be-

wegung befindlichen Meteore vermindert erscheint und welches wegen des grossen Gesichtsfeldes, das es am Himmel umspannt, die Beobachtung einer fliegenden Sternschnuppe sehr erleichtert.

Dasselbe besteht aus einem Prismensystem P zum Geradaussehen und einer plan-*concaven* Cylinderlinse L. Bezeichnen M_1, M_2, M_3 drei auf einander folgende Oerter in der Flugbahn eines Meteors, und m_1, m_2, m_3 die Systeme von Lichtstrahlen, welche das Meteor gegen die Linse L aussendet, so werden letztere so gebrochen, wie es durch die punktirten Linien angedeutet ist. Der Strahl m_1 trifft sowohl das hinter den Prismen befindliche Auge als der Strahl m_3; das Auge übersieht daher am Himmel den grossen Raum zwischen M_1 und M_3 und das in dieser Bahn dahinschiessende Meteor mit einem Blick, ohne dass es nöthig wäre, das Instrument zu bewegen. In einem solchen Spectroskope scheint die Sternschnuppe still zu stehen und man kann ihr Spectrum ohne Mühe beobachten. BROWNING konnte mit Hülfe eines solchen *Meteorspectroskops* sogar die Spectren von Leuchtkugeln erkennen, welche nur wenige Schritte von dem Beobachter in die Höhe geworfen wurden; obgleich die Winkelgeschwindigkeit solcher Kugeln sehr gross ist, so werden doch die charakteristischen Linien der in ihnen glühenden Metalle Barium, Strontium u. s. w. mit völliger Deutlichkeit wahrgenommen. Setzt man eine biconcave Linse von grösserer Brennweite, als diejenige der Cylinderlinse L ist, vor diese letztere Linse, dem Himmelsraume zugewandt, so werden Strahlen von noch grösserer Convergenz, die über M_1 und M_3 hinausgehen, dem Auge zugeführt, und es wird das Gesichtsfeld des Instruments dadurch noch vergrössert.

Anstatt das Spectrum direct mit dem Auge zu beobachten, kann man auch ein kleines Beobachtungsfernrohr anwenden, dem man die Einrichtung und Stellung zu den Prismen giebt, wie es in *Fig. 120* dargestellt worden ist.

BROWNING richtete bei seinen Sternschnuppen-Beobachtungen das Prisma auf diejenigen Punkte des Himmels, aus welchen die Meteore herkamen, und so gelang es, unter der grossen Anzahl derselben einige wenige im Gesichtsfelde des Instrumentes zu erhalten und den Hauptcharakter ihrer Spectra zu beobachten.

Die Spectra der *Meteorkerne* waren meist continuirliche, in denen man alle prismatischen Farben des Sonnenspectrums sah, mit Ausnahme des Violett. In einzelnen Fällen herrschte jedoch in dem Spectrum das Gelb vor, in anderen bestand es fast vollständig aus homogenem gelbem Lichte, zeigte aber zugleich alle übrigen Farben vom Roth bis zum Grün in sehr schwachem Grade; in zwei Fällen bestand das Spectrum aus homogenem grünem Lichte. Ein bemerkenswerther Unterschied in den *Kernen* der August- und November-Meteore gab sich nicht zu erkennen.

Bei den *August*-Meteoren blieb in dem Spectrum der *Schweife* oder der von den Sternschnuppen zurückgelassenen Lichtspuren, wenn dieselben zu verschwinden anfingen, im Allgemeinen nur eine gelbe Linie von intensivem Glanze, die unverkennbar das Vorhandensein von selbstleuchtenden Gasen anzeigte und nur mit der Linie des glühenden Natriums verglichen werden konnte.

Bei den *November*-Meteoren war dagegen der vorherrschende Charakter der Spectra der *Schweife* Continuität und Breite, aber Fehlen von aller Farbe. Das Licht,

welches vorzugsweise blau, grün oder stahlgrau war, schien im Allgemeinen homogen zu sein; doch kann dieses Aussehen daher kommen, dass das Licht zu schwach war, um ein sichtbares Spectrum zu erzeugen, wie auch in dem Spectrum der Sterne unter der zweiten und dritten Grösse stets das Roth und das Blau fehlt, obgleich dasselbe in dem Lichte der Sterne ohne Zweifel vorhanden ist. Die gelbe Linie, welche die Schweife der August-Meteore gaben, fehlte in denen der November-Meteore vollständig.

Das November-Phänomen des Jahres 1868 wurde u. A. von SECCHI spectroskopisch beobachtet; unter der grossen Zahl von Sternschnuppen, welche einen Schweif hinterliessen, war eine, deren Lichtspur 15 Minuten lang andauerte und im Anfange so stark glänzte, dass das Licht mit dem Prisma geprüft werden konnte. SECCHI fand das Spectrum discontinuirlich, und zwar waren die hauptsächlichsten hellen Streifen und Linien roth, gelb, grün und blau. Ausserdem glückte es SECCHI, zwei Sternschnuppen im Spectroskope zu sehen; die Magnesiumlinie erschien sehr schön; ausserdem zeigten sich noch Linien im Roth.

Unter den neueren Beobachtern der Meteorspectra ist in erster Linie v. KONKOLY zu nennen. Er findet, dass die Köpfe dieser Meteore meist ein continuirliches Spectrum geben, auf welchem sehr oft, jedoch nicht immer, die helle Natriumlinie projicirt erscheint. v. KONKOLY ist daher der Ansicht, dass das Natrium durchaus nicht immer eine den Meteoren angehörige Substanz sei, sondern in unserer Atmosphäre schwebt und hier erst mit dem Meteore zum Glühen kommt. Weil aber mit der Höhe die Zahl der Natriumtheilchen in unserer Lufthülle offenbar ab-

nimmt, so kann es vorkommen, dass Meteore in sehr grossen Höhen, wenn sie selbst kein Natrium enthalten, überhaupt die Natriumlinien nicht zeigen. Diese Ansicht findet v. Konkoly durch die Beobachtung bestätigt, dass das Spectrum eines und desselben Meteors anfangs ohne die gelbe Natriumlinie erschien, während in demselben diese Linie später hell aufleuchtete. Dagegen ist freilich daran zu erinnern, dass, wie der Komet Wells von 1882 gezeigt hat, doch Kometen existiren, in denen glühender Natriumdampf eine hervorragende Rolle spielt; da nun Sternschnuppen und Kometen unverkennbar in einer gewissen verwandtschaftlichen Beziehung zu einander stehen, so ist wenigstens die Möglichkeit nicht zu leugnen, dass auch in einigen Sternschnuppen glühende Natriumdämpfe vorhanden sind.

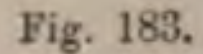
Sechste Abtheilung.

Die Ergebnisse der spectroskopischen Untersuchung des Zodiakallichts, des Nordlichts und des Blitzes.

35. Das Zodiakallicht.

Im Frühlinge hat man in heiteren Abendstunden nach Sonnenuntergang bisweilen Gelegenheit, am westlichen Himmel einen pyramidenförmigen matten Lichtschein zu erblicken, der sich von dem Orte, wo die Sonne unter den Horizont trat, längs der Ekliptik ausbreitet und bisweilen bis zu den Plejaden reicht. In den Monaten September und October sieht man einen ähnlichen Lichtkegel am Osthimmel vor Sonnenaufgang. Dieser matte Lichtschimmer, der in den Tropen allnächtlich wahrgenommen werden kann, führt den Namen *Zodiakal-* oder *Thierkreis-Licht*, weil er am Himmel in der Richtung des Thierkreises sich ausdehnt *(Fig. 183)*. Offenbar steht dieses Licht in einem gewissen Zusammenhange mit der Sonne, und man vermuthet, es sei ein flacher Ring, der zwischen der Venus- und Marsbahn frei und nahe concentrisch zur Sonne schwebe. Jones und Heis, welche die Erscheinung sehr lange und genau beobachtet haben, sind dagegen der Ansicht, dieselbe sei ein matt leuchtender oder erleuchteter Ring von nebelartiger Materie, der innerhalb der Mondbahn frei um unsere Erde circulire, während Liais meint, dass das Zodiakallicht gewissermassen die er-

weiterte Corona der Sonne sei. Die Meinungen über die wahre Natur dieser Erscheinung gehen also weit genug aus einander, und es ist deshalb interessant, den Ausspruch des Spectroskops zu vernehmen. Leider ist die ganze Erscheinung so schwach, dass man von vorn-


Fig. 183.



Das Zodiakallicht am Abendhimmel.

herein kaum hoffen darf, überhaupt ein Spectrum derselben zu erhalten. Indessen zeigt sich ein solches doch, und Liais fand dasselbe continuirlich, woraus folgen würde, dass die Materie, die dieses Licht ausstrahlt, nicht gasförmig ist. Angström und Respighi haben dagegen im Spectrum des Zodiakallichtes die grüne Coronalinie (1247 K.)

ganz unzweifelhaft erkannt und daneben noch ein continuirliches Spectrum gegen F hin.

Am 4., 5. und 6. März 1872 beobachtete Vogel das Spectrum des Zodiakallichtes mit einem Browning'schen Taschenspectroskop. Er fand es aus einem schwachen, grünlichen Lichtstreifen bestehend, welcher nach dem rothen Ende hin durch eine etwas hellere Linie begrenzt war. Mit Hülfe eines grössern Spectralapparates konnte die Lage dieser hellen Linie genau bestimmt werden und sie fand sich von der Wellenlänge 557,1 milliontel Millimeter.

A. M. Wright hat sich sehr eingehend mit der spectroskopischen Untersuchung dieses Lichtes beschäftigt und gefunden, dass das Spectrum desselben continuirlich und im Allgemeinen nicht von demjenigen des schwachen Tages- oder Dämmerlichtes verschieden ist. Es erstreckt sich ungefähr von D bis G, doch wechselt diese Ausdehnung etwas, je nach der Heiterkeit des Himmels, auch nimmt die Helligkeit gegen beide Enden hin allmählich ab. Die helle Linie im Grün hat auch Wright bisweilen gesehen, aber sie gehört seiner Meinung nach durchaus nicht dem Zodiakallichte an, sondern steht in Beziehung zum Nordlichte. Sie wurde nämlich nur dann wahrgenommen, wenn mindestens Spuren eines Nordlichtes sich zeigten. Hiernach wäre also das Zodiakallicht nur der Widerschein eines die Sonne umgebenden und frei um diese rotirenden, über die Erdbahn hinausreichenden Staubringes, dessen einzelne Partikelchen das Sonnenlicht reflectiren. Damit stimmt auch die Aussage des Polariskops überein, wonach im Zodiakallichte Strahlen enthalten sind, die in einer durch die Sonne gehenden Ebene polarisirt erscheinen. Ueber die Substanz, welche den vermutheten

Staubring zwischen der Venus- und Marsbahn bildet, sowie über seine physische Natur wissen wir zur Zeit noch nichts Bestimmtes. Das ganze Phänomen dieses Lichtes bietet dem Astronomen noch ein weites Feld der Untersuchung dar, dessen Bearbeitung nicht mit erheblichen Schwierigkeiten verbunden ist, wohl aber eine längere Aufmerksamkeit, Ausdauer in genauen Beobachtungen und vor allem einen reinen Himmel voraussetzt.

36. Das Spectrum des Nordlichts.

Das Nordlicht gehört keineswegs zu den seltenen, wohl aber zu den geheimnissvollsten Erscheinungen, welche in der Atmosphäre sichtbar werden. Seine Pracht in jenen polaren Gegenden, wo es sehr häufig auftritt, überbietet jede Beschreibung und spottet der Darstellung durch den Pinsel. Auch in unseren mittleren Breitengraden treten in gewissen Jahren Nordlichter von grosser Pracht auf; aber die Entwickelung der Erscheinung erreicht hier niemals jenen Grad der Intensität, der die arktischen Gegenden besonders Nordamerikas und des Franz-Josef-Landes im sibirischen Eismeere auszeichnet. Ueber das Wesen des Nordlichts sind die Physiker durchaus noch nicht einig, ja selbst seine Höhe über dem Erdboden ist ein streitiges Problem. Während Einige diese Höhe auf viele Meilen schätzen und solche Schätzungen durch die ausgedehnte Sichtbarkeit mancher Nordlichter über grosse Theile der Erdoberfläche Bestätigung zu finden scheinen, behaupten Andere mit guten Gründen, dass einzelne Nordlichter in Norwegen bisweilen bis auf die Spitzen der Berge und die Flächen der Hochebenen herabsteigen. Einige Forscher sehen in dem Nordlichte eine kosmische oder doch solare

Erscheinung, andere halten es für einen tellurischen Lichtprocess und sprechen von einem „magnetischen“ oder gar „elektromagnetischen Gewitter“, ohne damit eine bestimmte Vorstellung zu verbinden. Grosse Nordlichter kündigen sich häufig an durch Schwankungen der Magnetnadel, und diese Unruhe der magnetischen Apparate tritt dann gleichzeitig in grossen Theilen der Erdoberfläche auf. Ebenso treten zur Zeit grösserer Nordlichter im Innern der Erde sehr starke elektrische Ströme (Erdströme) von solcher Ausdehnung auf, dass die telegraphische Correspondenz auf allen Linien eines Landes gestört wird. Diese Ströme haben nicht selten eine solche Stärke, dass es der Vereinigung aller Batterien der Stationen bedarf, um einen den Erdstrom compensirenden Gegenstrom in den Linien zu erzeugen.

Nach den Untersuchungen von Prof. Fritz in Zürich zeigt die Häufigkeit der Nordlichter innerhalb einer Periode von $11\frac{1}{9}$ Jahren ein Maximum und ein Minimum. Die gleiche Periode zeigen auch die Sonnenflecke, und es ist überaus merkwürdig, dass, wenn die Sonnenflecke häufig sind, auch zahlreiche Nordlichter erscheinen, während in den Jahren mit wenigen Sonnenflecken das Nordlicht nur selten und schwach auftritt.

Angström scheint der Erste gewesen zu sein, der im Winter 1867 bis 1868 das Spectrum eines Nordlichts beobachtete. Er sah eine einzige helle Linie, welche links von der bekannten Calciumgruppe des Sonnenspectrums lag. Ausser dieser relativ sehr intensiven Linie beobachtete er bei gehörig erweitertem Spalte noch Spuren von drei sehr schwachen Streifen, die sich fast bis an die Fraunhofer'sche *F*-Linie erstreckten, und nur ein einziges Mal traten bei einem durch Undulationen sehr bewegten Licht-

bogen in den bezeichneten Regionen einige schwache Linien auf. Das Licht der Nordlichter ist daher beinahe monochromatisch.

Die genannte helle Linie, deren Lage STRUVE in Pulkowa mit einem wahrscheinlichen Fehler von 10 bis 15 Einheiten als Nr. 1259 der KIRCHHOFF'schen Scala (zwischen *D* und *E*) angegeben hat, entspricht nach ANGSTRÖM einer Farbe von der Wellenlänge 5567 zehnmilliontel Millimeter und fällt mit keiner der bekannten Linien in den Spectren der irdischen Stoffe zusammen. Dieselbe ist in dem ANGSTRÖM'schen Spectrum der tellurischen Linien (Atlas, Tafel 8) zwischen δ und *E* auf 556 als punktirte Linie eingetragen.

D. K. WINDER hatte in Amerika oft Gelegenheit, das Spectrum des Nordlichts zu beobachten: auch ihm zeigte sich fast immer eine helle Linie im Gelb, nahe bei *D* und coincidirend mit einer dunklen Linie der tellurischen Gruppe, welche im Spectrum der Sonne auftritt, wenn dieselbe dem Horizonte nahe steht: ausserdem trat noch eine schwächere Linie im Grün und einmal auch eine Linie im Roth auf.

RAYET und SOREL beobachteten das Nordlicht vom 15. auf den 16. April 1869: das Spectrum zeigte sehr deutlich die helle Nordlichtlinie und die atmosphärischen Linien.

Das Nordlicht vom 6. October 1869 wurde von FLÖGEL spectralanalytisch untersucht. Auch dieses Mal erschien das Licht desselben fast homogen, indem es bei mässig geöffnetem Spalte wieder nur die gelbe Nordlichtlinie gab. Als der Spalt bis auf 1,3 mm geöffnet wurde, zeigte sich ausserdem noch ein sehr schwaches Grün, welches nach einer ungefähren Schätzung bis zur Linie *F* reichte. Es

gelang nicht, dieses Licht durch Verengerung des Spaltes zu einer Lichtlinie zu concentriren. Nach dem Roth hin war dagegen ein derartiges schwaches Licht nicht zu bemerken, wodurch die Möglichkeit einer Täuschung durch etwaiges Sternenlicht, welches durch den Spalt in das Spectroskop hätte eindringen können, ausgeschlossen war.

Am 5. April 1870 analysirte A. Schmidt ein Nordlicht in Lennep (Rheinprovinz). Das Spectrum bestand auch hier aus einer besonders hellen und breiten Linie, etwas rechts von *D* nach *E* hin, welche in ihrer Inten-

Fig. 184.

A a B C D E b F G h H H
D E b F G
1 4 5 2 3

Spectrum eines Nordlichts zu Dun Echt, nach Lord Lindsay.

sität schwankte, zuweilen abnahm und gleich darauf wieder besonders hell aufstrahlte. Neben diesen Hauptlinien bis nach *F* hin erstreckte sich ein continuirliches Band, welches sich häufig in drei helle aber schwächere Linien auflöste.

Am 21. October 1870 sah man zu Dun Echt in Schottland ein helles Nordlicht, das von Lord Lindsay mit einem geradsichtigen Spectroskop von Browning beobachtet wurde. Es erschienen fünf helle Linien. *Fig. 184* giebt eine Darstellung dieses Spectrums, mit dem Sonnenspectrum darüber. Die Linien sind je nach ihrer Helligkeit mit den Zahlen 1 bis 5 bezeichnet.

eine schwache und nebelige Linie in der Nähe von *F*, sowie noch eine sehr schwache Linie ungefähr in der Mitte zwischen den beiden letzteren Linien. Das rothe Band fehlte in dem Spectrum der weissen Nordlichtstrahlen, dagegen waren die übrigen drei Linien in demselben überall vorhanden. Es wird damit die Ansicht, dass die verschiedenen Strahlen des Nordlichts verschiedene Spectra zeigen, bestätigt.

An demselben Abende beobachtete Zöllner mit einem Browning'schen Miniaturspectroskop das Nordlicht in Leipzig und erhielt ein Spectrum, wie es in *Fig. 185* dar-

Fig. 185.



Spectrum des Nordlichts, nach Zöllner.

gestellt ist. Um hinreichende Helligkeit zu erhalten, war der Spalt ziemlich weit geöffnet, und um eine annähernde Bestimmung der Nordlichtlinien zu erhalten, wurden mit Hülfe einer Alkoholflamme gleichzeitig die Linien des Lithiums und des Natriums erzeugt. Die Linie 2 im grünen Theile des Spectrums ist aller Wahrscheinlichkeit nach die sogenannte Nordlichtlinie; die rothe Linie 1 trat auch hier nur an denjenigen Stellen des Himmels hinreichend intensiv auf, welche sich auch dem unbewaffneten Auge als stark geröthet darboten, während die grüne Linie 2 mit hervorragender Helligkeit an allen Stellen des Nordlichts erglänzte. Im blauen Theile des Spectrums traten nur zuweilen schwache bandartige Streifen *α*, *β* auf,

unter denen ein breites dunkles Band β auf hellerem Grunde am auffallendsten war.

Die englischen Beobachter sprechen von besonderen schwachen nebeligen *hellen* Streifen nahe F und etwas darüber hinaus, sowie von einem continuirlichen Spectrum zwischen D und F; ZÖLLNER dagegen hält diese nebeligen Streifen im Blau für Reste dieses continuirlichen Spectrums, die durch *dunkle* Absorptionsbänder α, β entstanden sind.

Erst nach dem Verschwinden des Nordlichts konnte ZÖLLNER mit *demselben* Spectroskope die Spectra des Wasserstoffs, Stickstoffs, Sauerstoffs und der Kohlensäure in GEISSLER'schen Röhren beobachten; gleichwohl gewann derselbe infolge der gleichzeitigen Beobachtung des Natrium- und des Lithiumspectrums die Ueberzeugung, dass die rothe Nordlichtlinie 1 mit keinem Helligkeitsmaximum in den Spectren der vier untersuchten Gase übereinstimmt. Sie ist brechbarer als die rothe Wasserstofflinie $H\alpha$, wie es auch die englischen Beobachter gefunden haben, und dürfte nach ZÖLLNER derjenigen Stelle zunächst liegen, wo im Sonnenspectrum zwischen C und D die dunkle tellurische Liniengruppe α (ANGSTRÖM, Atlas, Tafel 8) vorhanden ist, welcher eine mittlere Wellenlänge von 0,0006279 mm entspricht.

Das glänzende Nordlicht, welches am 4. Februar 1872 in unseren Breiten auftrat, wurde von Dr. SCHELLEN in Köln sehr genau spectroskopisch beobachtet. Unter mehreren Spectroskopen zeigte sich das Miniatur-Spectroskop von BROWNING als das geeignetste. Das Nordlichtspectrum stimmte im Wesentlichen mit dem oben von ZÖLLNER beschriebenen überein, doch zeigte sich der Unterschied, dass der Lichtschein, den ZÖLLNER als die erste schmale Lichtzone (links von α) gezeichnet hat, sich beständig und unveränderlich bis zur hellsten Linie (2) erstreckte. Wohin

man auch das Spectroskop richten mochte, überall erglänzte die sehr intensive grüne Nordlichtlinie. Wurde der Spalt etwas weiter geöffnet, so trat von dieser Linie an nach dem Blau hin ein schwacher Lichtschimmer auf, durchzogen von zwei dunklen Bändern; durch Verengerung des Spaltes gelang es nicht, die drei hellen Bänder zu begrenzten Linien zusammenzuziehen, so dass es stets den Anschein behielt, als ob ein continuirliches Lichtband von zwei dunklen Absorptionsbändern, von denen das der grünen Linie am fernsten stehende das breitere und dunklere war, durchzogen würde. In Roth erschien nur ein einziges Mal vorübergehend eine rothe Linie, als das Instrument auf eine für das Auge sehr intensiv roth aufglühende Stelle des östlichen Himmels gerichtet und zugleich das Ocular so gedreht wurde, dass die grüne Linie aus dem Sehfelde verschwand. Zum Vergleiche wurden eine mit Kochsalz getränkte Spirituslampe und eine Geissler'sche Wasserstoffröhre angewandt.

Die Natriumlinie liess die ungefähre Lage der grünen Nordlichtlinie leicht erkennen; die blaue Wasserstofflinie $H\beta$ erschien weiter von der grünen Linie entfernt als der letzte helle Streifen des Nordlichts, so dass dieser etwa zwischen b und F zu liegen schien.

Ein schönes Nordlicht wurde am 14. October 1872 von Prof. Holden in West Point spectroskopisch untersucht. Der Beobachter richtete sein Taschenspectroskop zuerst auf den Vollmond, um eine Vorstellung von der Länge des Spectrums zu erhalten. Dann wurde das Instrument mit weit geöffnetem Spalt auf das Nordlicht gerichtet und eine sorgfältige Zeichnung der Lage der Linien angefertigt. Das Instrument zeigte für gewöhnlich ein Spectrum, das von M nach N reicht, wie dieses

Fig. 186 andeutet. Die violetten Strahlen (links) erschienen bei Beobachtung des Nordlichts wie abgeschnitten und es zeigte sich: 1) ein breites, helles, rothes Band *R*, 2) daneben ein dunkler, eben so breiter Raum *B*, 3) ein grünes, helles Band *G*, nahezu eben so breit, 4) ein schwaches Spectrum von diffusem Lichte, 5) eine helle Linie 1 im Blau, der noch eine andere etwas brechbarere helle Linie 2 folgt. Als das Nordlicht erblasste, blieb nur noch die grüne Linie, sowie vielleicht noch eine Spur der blauen sichtbar.

Fig. 186.



Spectrum eines Nordlichts zu West Point, nach Holden.

Vogel hat im Jahre 1871 Messungen der hellen Linien im Nordlichtspectrum angestellt und giebt folgende Uebersicht:

Wellenlänge milliontel mm	Bemerkungen	
629,7	Recht heller rother Streifen.	
556,9	Hellste Linie des Spectrums.	Auf schwach erleuchtetem Grunde.
539	Aeusserst schwache Linie. Unsichere Beobacht.	
523,3	Ziemlich helle Linie.	
518,9	Diese Linie ist, wenn gleichzeitig die rothe Linie erscheint, recht hell, sonst mit der vorhergehenden an Helligkeit gleich.	
500,4	Recht helle Linie.	
469,4 466,4 462,9	Breites Lichtband, in der Mitte etwas weniger hell. In den Partien des Nordlichts, in denen die rothe Linie erscheint, sehr lichtschwach.	

Rand Capron* hat ein Verzeichniss aller bis jetzt beobachteten Nordlichtlinien zusammengestellt. Es finden sich hiernach Linien von folgenden Wellenlängen in zehnmilliontel Millimeter:

6297 Sehr heller Streifen, zuerst von Zöllner erwähnt. Nur bei rothen Nordlichtern gesehen, auf dunklem Grunde stehend, ohne andere Linien in der Nähe, scharf und wohl definirt. Wenn diese Linie hell erscheint, so erscheint 5189 ebenfalls hell (nach Vogel).

5567 Die ausgezeichnete Linie im Gelbgrün, hellste von allen, bisweilen an Glanz veränderlich, stets scharf. Nach Rand Capron würde sie mit einer sehr schwachen atmosphärischen Linie zusammenfallen, doch ist dies zweifelhaft.

5390 Sehr schwach, nur von Vogel, vielleicht aber auch von Alvan Clarke gesehen.

5233 Nach Vogel mässig hell; erscheint häufig.

5189 Sehr hell wenn gleichzeitig die Linie 6297 erscheint, nicht so häufig beobachtet als 5390.

5004 Sehr hell, nach Vogel, fällt vielleicht mit einer Stickstofflinie im Spectrum von Nebelflecken zusammen.

4850 Linie im Blau, Lage nach A. Clark, von Vogel und überhaupt in Europa nicht gesehen.

4694 | Helles Lichtband, etwas weniger hell in der Mitte, sehr schwach
4663 | in dem Theile des Nordlichts, in welchem die rothe Linie er-
4629 | scheint (Vogel).

4350 Nach Clark, Lage unsicher, mässig hell, von Vogel nicht gesehen. Lemström verlegt sie auf die brechbarere Seite von G.

Im Ganzen sind also bis jetzt neun helle Linien im Spectrum des Nordlichts gesehen worden, doch niemals alle gleichzeitig und von einem Beobachter.

Im Mittel aus späteren Messungen findet Vogel für die Wellenlänge der hellsten Linie 557,08 milliontel Millimeter, was mit Winlock's früherer Bestimmung 557,1 übereinstimmt. An dieser Stelle findet sich auch in der Sonnen-

* J. Rand Capron: Auroræ, their Characters and Spectra. London und New-York, 1879.

corona eine helle Linie und man hat geraume Zeit beide für identisch gehalten; in Wirklichkeit ist dies jedoch nach YOUNG's Untersuchungen nicht der Fall. Nach VOGEL's Ansicht ist die hellste Nordlichtlinie dagegen im Spectrum des Stickstoffs, wenngleich als sehr schwache Linie wiederzufinden. Dass diese Linie, bemerkt VOGEL, beim Nordlicht isolirt und mit relativ grosser Intensität auftritt, dürfte bei der grossen Veränderlichkeit der Gasspectra unter verschiedenen Druck- und Temperaturverhältnissen nicht befremden. Ueberhaupt ist VOGEL geneigt, das Nordlichtspectrum zunächst nur als eine Modification des Luftspectrums anzusehen.

ANGSTRÖM ist nicht der Ansicht, dass die helle Nordlichtlinie mit einem Streifen des Spectrums verdünnter Luft zusammenfalle, wie VOGEL meint, vielmehr zeigt das Luftspectrum im grüngelben Theile sieben Bänder von fast gleicher Stärke, und jene Linie falle nur auf den Rand eines dieser Bänder. Eben so wenig gehört die Linie, wie PIAZZI SMYTH meinte, dem Kohlenwasserstoff oder dem Eisen an, sie ist ihrer Natur nach vielmehr noch völlig unbekannt. Es ist anzunehmen, sagt ANGSTRÖM, dass das Spectrum des Nordlichts aus zwei verschiedenen Spectren zusammengesetzt ist, die aller Wahrscheinlichkeit nach einen verschiedenen Ursprung haben. „Das *eine* Spectrum rührt von dem für das Nordlicht so charakteristischen einfarbigen gelben Lichte her, das man sogar bei den schwächsten Spuren des Nordlichts immer wiederfindet und das bisweilen in hellen Winternächten von allen Gegenden des Himmels ausstrahlt. Das *andere* Spectrum besteht aus äusserst lichtschwachen Streifen und Bändern, die nur bei stärkeren Nordlichtern eine solche Intensität erreichen, dass man ihre Lage bestimmen kann.“

Was dieses zweite Spectrum anbelangt, so sind die Beobachtungen desselben im Allgemeinen wenig übereinstimmend. Vielleicht beruht dieses zum Theile auf einer Veränderlichkeit des Lichtphänomens selbst, je nachdem dasselbe an der Grenze der Atmosphäre oder nur in geringer Höhe auftritt. Im erstern Falle ist die Feuchtigkeit Null und es werden nur Sauerstoff und Stickstoff als Leiter der Elektricität thätig sein. Als ANGSTRÖM, um diese Verhältnisse experimentell nachzuahmen, in einer Flasche, deren Boden mit einer Lage von Phosphorsäure bedeckt war, zwei Platindrähte einführte, die Luft bis auf den Druck einiger Millimeter auspumpte und nun den Inductionsstrom einer RUHMKORFF'schen Rolle durch die Flasche leitete, wurde die ganze Flasche gleichsam mit jenem violetten Lichte erfüllt, das sonst nur bei dem negativen Pole auftritt. Das Spectrum dieses Lichtes zeigte drei gelbe Linien von 427,2, 470,7, 522,7 milliontel Millimeter Wellenlänge, die mit den drei Linien des Nordlichtspectrums, deren Wellenlängen (im Mittel aus den Messungen von BARKER, VOGEL, ANGSTRÖM und LEMSTRÖM) resp. 428,6, 470,3, 522,6 sind, befriedigend zusammenfallen. In der Nähe der Linie 469,4 fand VOGEL im Nordlichtspectrum noch zwei schwache Lichtbänder 466,3 und 462,9, im violetten Theile ebenfalls zwei entsprechende Schattirungen 465,4 und 460,1.

Ist das Nordlicht flammig, so hat man Ursache, eine disruptive Entladung von Elektricität anzunehmen und dann sollte wenigstens die stärkste Linie im Spectrum der Luft, d. h. die grüne, deren Wellenlänge 500,3, zum Vorschein kommen. Sie ist auch wirklich von VOGEL genau beobachtet und ausserdem von ANGSTRÖM und Anderen gesehen worden. Denkt man sich endlich das Nordlicht in

einer geringeren Höhe der Atmosphäre auftretend, so können sowohl die Wasserstofflinien als auch die stärksten von den Bändern des schattirten Luftspectrums, wie z. B. 497,3 auftreten. Man findet also unter obiger Voraussetzung in dem Spectrum der verdünnten atmosphärischen Luft beinahe alle die Linien und Lichtbänder des schwachen Nordlichtspectrums wieder, deren Lage irgendwie sicher bestimmt ist. „Im Allgemeinen dürfte man also annehmen, dass die lichtschwachen Bänder im Nordlichtspectrum dem Spectrum des negativen Poles angehören und dass das Aussehen dieses Spectrums mehr oder weniger verändert werden kann durch Zusätze aus dem schattirten Luftspectrum oder dem Linienspectrum der Luft.“ Das Entstehen der gelben Linie bleibt freilich hierbei unerklärlich und ANGSTRÖM sieht sich bezüglich dieser zu der Annahme genöthigt, dass sie durch Fluorescenz oder Phosphorescenz entstehe.

„Dass die Intensität der gelben Linie nach der Beobachtung Mehrerer geschwächt wird, wenn sich rothes Licht im Spectrum des Nordlichts zeigt und wahrscheinlich im Zusammenhange damit auch die violetten und ultravioletten Theile an Stärke verlieren, scheint für die gemachte Annahme zu sprechen. Es ist auch bekannt, dass der Sauerstoff phosphorescirend ist, ebenso wie mehrere Verbindungen desselben, unter diesen das Stickstoffoxydul.“

ZÖLLNER ist der Ansicht, dass, wenn die Lichtentwickelungen beim Nordlichte nach Analogie der in luftverdünnten Röhren zum Glühen gebrachten Gase überhaupt *elektrischer* Natur sind, diese einer so *niedrigen* Temperatur angehören müssen, dass es unmöglich ist, bei *gleicher* Temperatur die Spectra leuchtender Gase in

Geissler'schen Röhren zu beobachten. Das Spectrum des Nordlichts stimmt hiernach nur deshalb nicht mit einem uns bekannten Spectrum der atmosphärischen Gase überein, weil es ein Spectrum anderer, aber künstlich bis jetzt noch nicht darstellbarer Ordnung unserer Atmosphäre ist.

Sonach ist also durch das Spectroskop bis jetzt eine Entscheidung über das eigentliche Wesen des Nordlichts noch nicht geliefert, vielmehr sind weitere Untersuchungen dringend erforderlich.*

37. Das Spectrum der Blitze.

Bei der Identität, welche im Allgemeinen zwischen dem Blitze und dem elektrischen Funken besteht, konnte man erwarten, dass das Spectrum der Blitze gleich sein würde dem durch die gewöhnliche elektrische Entladung in der Luft erzeugten Funkenspectrum, und dass es daher aus hellen, vorzugsweise dem Stickstoff der atmosphärischen Luft angehörigen Linien bestehen werde. In der That sah auch Lieutenant Herschel bei der Gelegenheit, als während eines Sturmes sehr viele Blitze auftraten, in einem Handspectroskope zahlreiche helle Linien auftreten, unter denen die *blaue Stickstofflinie* die hellste, ausserdem aber die rothe Wasserstofflinie *Hα* vorhanden zu sein schien. Ausser diesem Linienspectrum erschien aber zugleich ein helles *continuirliches* Spectrum, in welchem alle Hauptfarben glänzten.

* Ueber den Zusammenhang zwischen den magnetischen Erscheinungen der Erde und den Protuberanzen und Flecken der Sonne vergl. Secchi-Schellen „Die Sonne". Braunschweig George Westermann. 1872. S. [illegible] u. flgd.

Im Ganzen macht das gewöhnliche Blitzspectrum den Eindruck des Grün und Blau oder vielmehr des Grünblau; aber da man in hellen Blitzen die gesammte prismatische Farbenreihe erkennt, so muss man annehmen, dass die Gegend von der Linie E bis F so bedeutend heller ist, dass sie dem Ganzen das erwähnte Aussehen giebt. Ueberraschend ist übrigens die wechselnde relative Helligkeit des continuirlichen und des Linienspectrums; zuweilen sind die Linien kaum sichtbar, und zuweilen wird ausser den Linien kaum noch etwas Anderes gesehen.

Die Schwierigkeit, die vielen weniger intensiven Linien zu unterscheiden, wird durch das Augenblickliche der Erscheinung wesentlich gesteigert. Bevor das Bewusstsein eine bestimmte Linie ausgewählt hat, ist der schwache Eindruck auf die Netzhaut verschwunden; und bevor ein anderer Blitz folgt, ist die Erinnerung an die erst halb getroffene Wahl vorüber.

Ausführlichere Beobachtungen über diesen Gegenstand verdanken wir Prof. Kundt in Zürich, welcher mit einem Taschenspectroskope zu verschiedenen Zeiten fünfzig Blitze analysirte. Neben den Spectren, die aus *hellen Linien* bestanden, traten regelmässig auch solche auf, welche eine grosse Anzahl schwächerer, etwas breiterer und ziemlich gleichmässig nahe zusammenstehender *Bänder* zeigten.

Die Linienspectra zeigten besonders eine, zuweilen zwei Linien im äussersten Roth, einige sehr helle Linien im Grün und einige etwas weniger helle im Blau, daneben noch eine grössere Anzahl schwächerer, aber meist ebenfalls scharf begrenzter Linien. Es ergab sich bei den verschiedenen Blitzen insofern eine Verschiedenheit, als Linien, die bei einem Blitze sehr hell aufleuchteten,

bei einem andern gar nicht erschienen, während dafür sich solche zeigten, die bei manchen anderen Spectren fehlten.

Eben so verschieden waren die Bandenspectra, da die farbigen Bänder bei einigen Blitzen besonders im Blau und Violett, bei anderen auch noch im Grün und selbst vereinzelt im Roth auftraten.

In den meisten Fällen hatte jeder Blitz nur *eines* dieser Spectren, und zwar kamen die Linienspectra von Funken- oder sogenannten Zickzack-Blitzen, die Bandenspectra dagegen von dem blossen Blitzleuchten ohne markirten Funken, oder von den sogenannten Flächenblitzen; in ein paar Fällen aber gab ein und derselbe Blitz im ersten Momente seines Auftretens ein sehr helles, scharfes Linienspectrum, dann aber plötzlich ein Spectrum von gleichmässigen Banden.

Die beiden Arten von Spectren entsprechen zugleich den verschiedenen Farben, in welchen die beiden genannten Blitzarten dem blossen Auge erscheinen; das Licht der scharf markirten Zickzackblitze ist meist weiss, das der Flächenblitze dagegen meist röthlich, zuweilen auch violett und bläulich. In Uebereinstimmung hiermit zeigen auch die elektrischen Entladungen an unseren Elektrisirmaschinen verschiedene Färbungen, je nachdem sie in der Form eines *Funkens* oder *Büschels* auftreten. Während das Licht des Funkens in der Luft je nach der Natur der Körper, zwischen denen er überspringt, mehr oder weniger weiss ist, ist die Farbe der elektrischen Büschel roth oder violett, die der sogenannten Glimmentladung violett oder bläulich. Das Licht des elektrischen Funkens zeigt stets ein Linienspectrum, das der Büschel- oder der Glimmentladung dagegen ein Bandenspectrum.

VOGEL und LOHSE haben im September 1871 mittels des Sternspectralapparates der Bothcamper Sternwarte einige der hellsten Linien im Blitzspectrum genau bestimmen können. Der Spalt des Spectroskops war dabei so weit geöffnet, dass die Natriumlinien eben noch getrennt gesehen werden konnten. Das Plötzliche der Erscheinung machte die Messungen sehr schwierig, doch glauben die Beobachter, dass die mögliche Unsicherheit der gefundenen Wellenlängen 0,5 milliontel Millimeter nicht übersteige. Es fanden sich folgende Wellenlängen der einzelnen Linien:

	534,1	Schwache Linie.
	518,4	Ziemlich helle Linie.
	500,2	Sehr helle Linie, vorher eine schwächere.
	486,0	Helle Linie.
von	467,3	Breites Lichtband.
bis	458,3	

In der Nähe von G befand sich noch ein zweites, breites Lichtband. Die Linien im Roth waren zu schwach zur Messung. Linie 1 ist im Spectrum des Sauerstoffs zu finden, 2, 3 und 5 sind identisch mit Linien des Spectrums, welches man erhält, wenn man den elektrischen Funken durch atmosphärische Luft schlagen lässt. Linie 4 coincidirt mit der hellen Linie $H\beta$ des Wasserstoffspectrums.

Nicht alle Blitze gaben übrigens dieses Linienspectrum; bei einigen erschienen die hellen Linien auf continuirlichem Grunde, in dem alle Farben des Spectrums vertreten waren; bei anderen war nur ein continuirliches Spectrum ohne Linien zu erkennen. Die Blitze, die ein Linienspectrum zeigten, waren noch darin verschieden, dass bei einigen helle Linien bis ins Roth des Spectrums sich erstreckten,

bei anderen nur im Grün und Blau Linien zu erkennen waren.

Im Jahre 1878 hat A. SCHUSTER in Colorado zahlreiche Beobachtungen über Blitzspectra angestellt. Um möglichst sichere Resultate zu erlangen, beschränkte er sich auf den Theil des Spectrums zwischen den Wellenlängen 500 bis 580 milliontel Millimeter, welcher fast den ganzen gelblichen und grünen Theil einnimmt. Er benutzte ein geradsichtiges Spectroskop mit durch Mikrometerschrauben beweglichem Spalt, und als feste Marke eine helle Linie im Hauptfocus des Fernrohrs (s. Bd. I, *Figg. 62* und *64*); der Spalt wurde so lange verschoben, bis die zu messende Linie die Fortsetzung der hellen Linie bildete, die bis zur Mitte des Gesichtsfeldes reichte. Die Messungen wurden stets des Nachts gemacht und das Spectroskop unberührt bis zum nächsten Morgen gelassen, wo dann die FRAUNHOFER'schen Linien in der Nachbarschaft gemessen wurden, so dass man die Wellenlänge der beobachteten Bande durch Interpolation bestimmen konnte. Natürlich kann die Einstellung während eines augenblicklichen Blitzes nicht ausgeführt werden; aber bei einer grossen Reihe sich folgender Blitze kann die Einstellung immer genauer und genauer gemacht werden, bis man volles Zusammenfallen erreicht hat. Auf diese Weise konnte der Beobachter von jeder Bande mehrere Ablesungen erhalten. Auch SCHUSTER fand bei den Blitzen bald ein Linien-, bald ein Bandenspectrum, daneben auch häufig ein continuirliches Spectrum. Die Resultate seiner Messungen enthält nachstehende Tabelle:

Bande	Wellenlänge
α	559,2
β	533,4
γ	518,2
δ	516,0

Die Bande β und γ sind also identisch mit den bereits von VOGEL gemessenen; α und δ konnten nur ein einziges Mal bestimmt werden. SCHUSTER kommt zu dem Ergebnisse, dass seine Beobachtungen des Bandenspectrums der Blitze sich dahin vereinigen, dass dieses Spectrum demjenigen ähnlich ist, welches am negativen Pole einer mit Sauerstoff gefüllten, aber durch etwas Kohlenoxyd verunreinigten Vacuumröhre gefunden wird.

Die bisherigen Untersuchungen führen im Ganzen wohl zu dem Ergebnisse, dass die Verschiedenheit der Blitzspectren in einer verschiedenen Entladungsweise der atmosphärischen Elektricität theils der Erde, theils den Wolken gegenüber ihren Grund hat. Erfolgt die Entladung einer elektrischen Wolke nach der Erde hin, so geschieht dieses nach vorgängiger hoher Spannung und voraussichtlich unter sehr hoher Temperatur vermittels eines Funkens oder eines Zickzackblitzes, der zunächst durch die atmosphärische Luft, also durch ein Gasgemenge von Sauerstoff, Stickstoff, Wasserdampf und Kohlensäure schlägt. Je nachdem dabei das eine oder das andere dieser Gase oder mehrere zugleich ins Glühen kommen, erhält das Linien-Blitzspectrum ein verschiedenartiges Aussehen. Wenn dagegen die Entladung einer Wolke nach einer anderen Wolke hin erfolgt, so geschieht dieselbe meist in Büschelform, weil infolge der vorgängigen elektrischen Anziehung beide Wolken zugespitzte oder zackige Formen annehmen und unter solchen Umständen in der Regel starke Spannungen nicht eintreten, vielmehr die Entladung in mehreren einzelnen rasch nach einander folgenden, einen Büschel bildenden Strahlen vor sich geht. Dem entspricht dann auch die Verschiedenheit des Geräusches, von welchem die verschiedenen Entladungen der gespannten Elektricität be-

gleitet sind. Erfolgt dieselbe durch einen Funken, so hört man bekanntlich einen einfachen, scharfen Knall; die Büschelentladung tritt nie unter einem einfachen Knall, sondern allemal unter einem zischenden, aus prasselnden und einer Reihe von einzelnen, rasch nach einander folgenden leichteren Knallen bestehenden Geräusche auf; die Glimmentladung endlich vollzieht sich ganz geräuschlos.

Sachregister.

Die ohne römische, nur mit arabischen Ziffern angegebenen Zahlen beziehen sich auf die Seitenzahlen des ersten Bandes, die mit II versehenen Zahlen weisen auf den zweiten Band hin.



